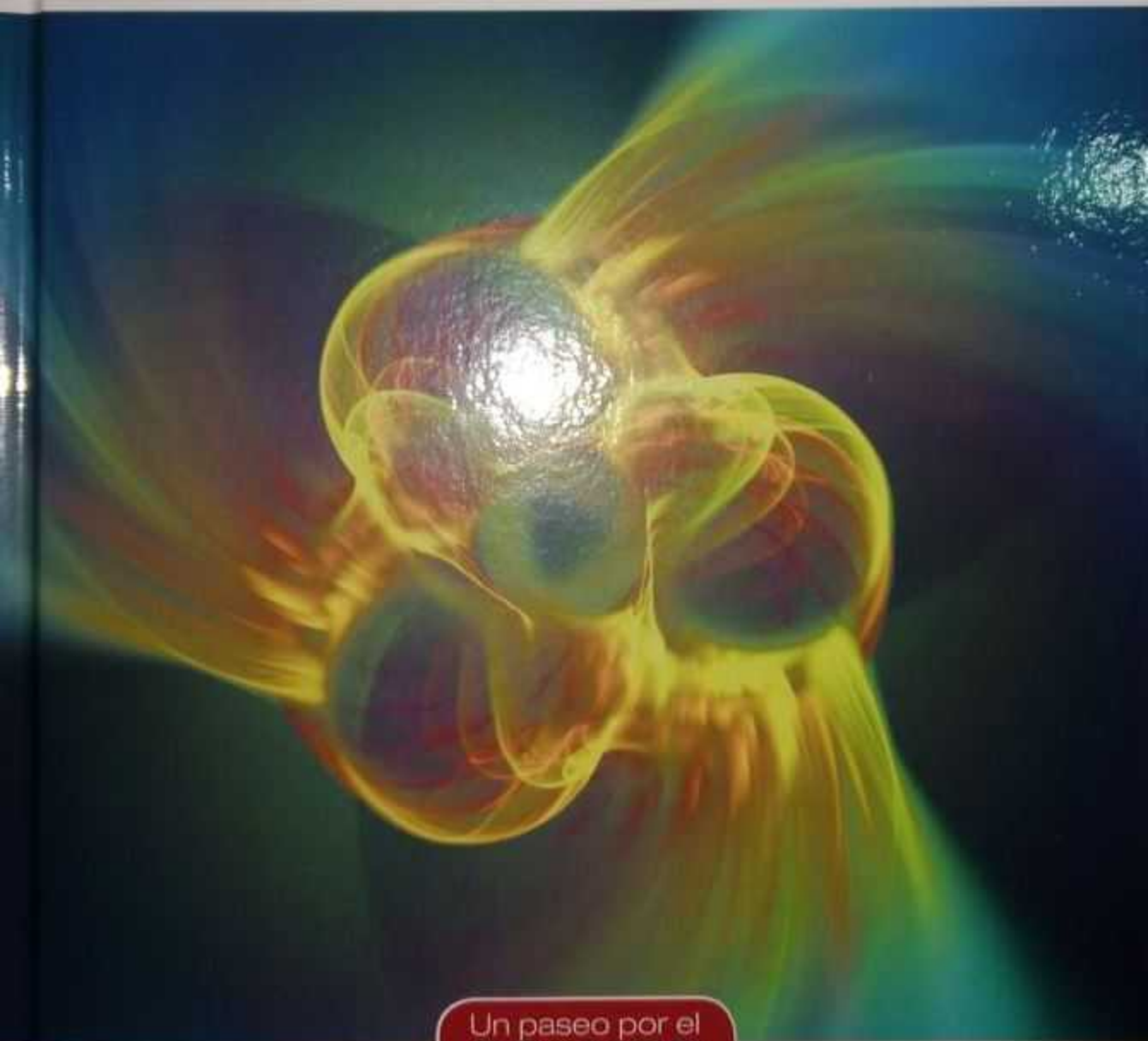


La nucleosíntesis

El origen de los
elementos químicos



Un paseo por el
COSMOS

EXLIBRIS Scan Digit



The Doctor y La Comunidad

Redigitalización: The Doctor

<http://thedoctorwho1967.blogspot.com.ar/>

<http://el1900.blogspot.com.ar/>

<http://librosrevistasinteresesanexo.blogspot.com.ar/>

<https://labibliotecadeldrmoreau.blogspot.com/>

La nucleosíntesis

El origen de los
elementos químicos

RBA

Imagen de cubierta: Recreación del proceso triple alfa que convierte helio en carbono en el interior de una estrella. La fusión de tres núcleos de helio-4 da lugar a uno de carbono-12.

Dirección científica de la colección: Manuel Lozano Leyva

© Sergio Pastor Carpi por el texto
© RBA Contenidos Editoriales y Audiovisuales, S.A.U.
© 2017, RBA Coleccionables, S.A.

Realización: EDITEC

Diseño cubierta: Llorenç Martí

Diseño interior: tactilestudio

Infografías: Joan Pejoan

Fotografías: Archivo RBA: 23, 54, 55; CERN/EX/1105131-13: 146; ESA/Hubble & NASA/Judy Schmidt: 108-109; ESA/NASA: 99; Getty Images: 73, 139; Institute of Physics, Cambridge: 112; InvaderXan/Wikimedia Commons: 131; Kilo-Degree Survey Collaboration/A. Tudorica & C. Heymans/ESO: 79; NASA/CXC/M. Weiss: 111; NASA/ESA, The Hubble Key Project Team and The High-Z Supernova Search Team: 121; David Parker/Age Fotostock: portada.

Reservados todos los derechos. Ninguna parte de esta publicación puede ser reproducida, almacenada o transmitida por ningún medio sin permiso del editor.

ISBN: 978-84-473-8672-7
Depósito legal: B-1709-2017

Impreso y encuadernado en Rodesa, Villatuerta (Navarra)
Impreso en España - *Printed in Spain*

SUMARIO

INTRODUCCIÓN	7	
CAPÍTULO 1	Los elementos químicos	13
CAPÍTULO 2	La transmutación de los elementos	37
CAPÍTULO 3	La nucleosíntesis primordial	61
CAPÍTULO 4	Síntesis estelar: del hidrógeno al carbono	81
CAPÍTULO 5	Creación de elementos pesados en las estrellas	103
CAPÍTULO 6	Alquimia moderna: elementos superpesados y antinúcleos	125
LECTURAS RECOMENDADAS		151
ÍNDICE		153

INTRODUCCIÓN

A lo largo de la historia, los seres humanos hemos intentado comprender de qué están hechas las cosas. En esta búsqueda de los componentes fundamentales de la materia, los elementos químicos han ocupado un lugar muy relevante. Nos interesan aspectos como su diversidad: desde la fascinación por los llamados metales nobles que pueden encontrarse en estado puro, como el oro y el platino, hasta los elementos en los que se basa la vida, como el carbono, que pueden formar estructuras tan complejas como la del ADN.

El concepto de elemento ha sufrido variaciones en distintas épocas. Los antiguos griegos pensaron que la existencia de unas pocas sustancias elementales podría ser suficiente para formar todo lo que nos rodea. Incluso concibieron la idea del átomo como pieza básica e indivisible de la materia. Pero fue gracias a la adopción del método científico como, partiendo de los avances de la química a finales del siglo XVIII, se fue desarrollando la idea moderna de elemento químico, cada uno de ellos asociado a un tipo de átomo. En la teoría atómica de Dalton, propuesta a principios de 1800 por el químico británico John Dalton, los procesos químicos entre distintas sustancias se entienden como in-

tercambios de átomos que dan lugar a otras nuevas. Los átomos que identifican a cada elemento son, por tanto, los ladrillos fundamentales que constituyen las moléculas y todas las estructuras mayores.

Hasta comienzos del siglo xx, los elementos eran las sustancias puras que no podían descomponerse en otras más sencillas mediante una reacción química. El estudio de sus propiedades condujo a la creación de las primeras versiones de la tabla periódica, donde los elementos se ordenaron en función de una de sus propiedades (su número atómico) y sus similitudes químicas. La tabla periódica moderna, que de manera similar agrupa los elementos tras redefinir el orden, sigue siendo una herramienta muy útil y constituye uno de los iconos de la ciencia, conocida incluso por quienes no han estudiado química.

Sin embargo, gracias a ciertas observaciones realizadas a caballo entre los siglos xix y xx, se descubrió que los átomos tenían una estructura interna, prácticamente vacía. La masa del átomo se acumula en un volumen muy pequeño, el correspondiente a su núcleo, mientras que una «nube» de electrones ocupa el resto. De repente se supo que los elementos no eran tan «elementales», pues sus átomos están compuestos por partículas más pequeñas: electrones (verdaderas partículas elementales), protones y neutrones (compuestas a su vez por otras más fundamentales). Si bien los electrones son importantes para caracterizar las propiedades químicas de un elemento (cómo reacciona con otros, por ejemplo), son las partículas del núcleo atómico las que lo identifican. En concreto, todo núcleo de cualquier átomo de cada elemento químico tiene el mismo número de protones.

En todo proceso químico el número de átomos de cada elemento se conserva, independientemente de lo complicada que sea la reacción. Se modifica la manera en que esos átomos se combinan, pero no se forman nuevos. Consideremos el agua, por ejemplo, cuya molécula (H_2O) está compuesta por dos átomos de hidrógeno (H) unidos a uno de oxígeno (O). La electrólisis ($2\text{H}_2\text{O} \rightarrow 2\text{H}_2 + \text{O}_2$) es la reacción química que descompone dos moléculas de agua y da lugar a los dos tipos de gas. Pero el nú-

mero de átomos de hidrógeno u oxígeno es el mismo en los estados inicial y final.

Si el número de átomos de cada elemento que interviene en una reacción química se conserva, ¿cómo se generó entonces la cantidad de cada elemento que observamos? Por ejemplo, en la corteza terrestre abundan el oxígeno, el hierro y el silicio, pero hay muy poco oro o paladio y prácticamente nada de ástato o francio. Y si consideramos la abundancia de elementos en el universo, está dominada por los más ligeros: el hidrógeno y el helio. El resto de elementos solo constituye aproximadamente el 2% de la materia.

Las primeras pistas sobre procesos que daban lugar a nuevos elementos, no presentes en el estado inicial, se obtuvieron poco antes de iniciarse el siglo pasado. Se observó que ciertos elementos pesados como el uranio podían experimentar un fenómeno físico, más tarde conocido como radiactividad, en el cual se producía la emisión de partículas o de radiación electromagnética. Poco después se identificó que la parte del átomo que sufría una transformación en un proceso radiactivo era el núcleo que, en algunos casos, además de emitir radiación, daba lugar a un núcleo hijo con un número de protones diferente. La clave para transformar un elemento químico en otro está, por tanto, en las reacciones donde intervienen los núcleos atómicos.

Llamamos *nucleosíntesis* al conjunto de procesos físicos que son responsables de crear los diferentes elementos químicos. El objetivo de este libro es describir dónde y cuándo tiene lugar la nucleosíntesis y cómo estos procesos originan las abundancias de los elementos que observamos. La creación de nuevos elementos no puede ocurrir en cualquier parte, ya que, en general, los nuevos núcleos se forman a partir de la unión (fusión) de núcleos más ligeros. Se necesita un ambiente con unas condiciones determinadas, como una altísima temperatura, para que los núcleos puedan estar lo suficientemente cerca como para vencer la repulsión electromagnética de sus protones. En general, este tipo de condiciones solo ocurre en el interior de las estrellas.

Para comprender mejor la nucleosíntesis debemos entender por qué algunos núcleos atómicos son estables mientras que

otros se desintegran tras periodos que van desde una pequeñísima fracción de segundo hasta miles de millones de años. La estabilidad o la fragilidad de cada tipo de núcleo está también relacionada con la manera y el lugar donde fue creado. Por otra parte, en las reacciones nucleares es fundamental ampliar la ley de conservación de la energía, que rige cualquier fenómeno físico, de acuerdo con la equivalencia entre masa y energía que surge de la teoría de la relatividad de Einstein. Los procesos nucleares se escriben de manera similar a las reacciones químicas, pero en ellos, al contrario que estas, la conservación de la masa no es estricta sino que tiene en cuenta las transformaciones de energía a masa y viceversa.

En un principio se pensó que los elementos químicos fueron creados en las primeras etapas de la evolución del universo. Hoy en día sabemos que no fue así, si bien de acuerdo con la teoría del Big Bang (Gran Explosión) existió una corta fase llamada nucleosíntesis primordial que dio lugar a la mayor parte de los elementos más ligeros: hidrógeno y helio. Sin embargo, cuando el cosmos tenía solo unos minutos de edad, su expansión provocó que se enfriara por debajo de la temperatura que permite los procesos de fusión nuclear. Así, se limitó la producción de núcleos de elementos más pesados, más allá de dejar trazas de litio. Las actuales observaciones de las abundancias primordiales de estos elementos concuerdan bien con las predichas en la teoría del Big Bang y constituyen uno de los pilares que sustentan el modelo cosmológico.

La nucleosíntesis primordial ocurrió unos cientos de millones de años antes de que se formaran las primeras estrellas, a las que nutrió de materia prima. Es en el interior de las estrellas donde se forma, con pocas excepciones, el resto de elementos que existen en la naturaleza. Una estrella evoluciona a través de una serie de fases en las que las reacciones de fusión nuclear son efectivas en su región central, creando a partir del hidrógeno núcleos de helio y de otros elementos. La energía producida en los procesos de fusión origina la presión necesaria para mantener la estabilidad de la estrella frente a la de la gravedad que genera su enorme masa.

Hoy en día disponemos de una buena descripción de modelos de síntesis estelar que explican las abundancias de los elementos medios y pesados en las distintas fases de la evolución estelar. El tipo y la cantidad de núcleos que una estrella puede crear dependen de muchos factores, pero especialmente de su tamaño y de su edad. Tras formarse una estrella de tamaño medio, como nuestro Sol, dispone de varios miles de millones de años para quemar hidrógeno y producir helio. Después sufrirá una fase de gigante roja y durante su último centenar de millones de años de vida transformará parte de su helio en núcleos más pesados como el carbono, hasta terminar sus días convertida en enana blanca. Las estrellas más grandes que el Sol pueden ir más allá y producir otros elementos hasta llegar a la región del hierro, a partir del cual la creación de núcleos todavía más pesados necesita un aporte de energía, en lugar de producirla.

Se cree que la síntesis de los elementos más pesados que el hierro ocurre gracias a que los núcleos absorben los neutrones libres que existen en ciertos momentos de la evolución estelar. Este proceso puede dar lugar a núcleos tan pesados como el del plomo, pero la producción de los elementos que le siguen en la tabla periódica parece ser exclusiva de los últimos momentos de las estrellas muy masivas, cuando experimentan una etapa explosiva en forma de supernova.

Además de crear los elementos, las estrellas se encargan de eyectarlos al medio interestelar para formar las estrellas de la siguiente generación. Los vientos de gas que escapan de las estrellas distribuyen parte de la materia creada en su interior, de una manera continua y apacible en la mayoría de los casos, pero violenta cuando se trata de una supernova. El gas interestelar se enriquece de nuevos elementos y sus regiones más densas pueden condensarse hasta formar nuevas estrellas, como ocurrió con nuestro Sol y su sistema de planetas. La Tierra y la existencia de vida son el resultado directo de una larga cadena de nacimientos y muertes de estrellas.

Hoy, la tabla periódica moderna contiene 118 elementos, pero solo unos 90 pueden encontrarse en la naturaleza. El resto, especialmente los más pesados, no son estables y se desintegran tras

periodos que suelen ser más cortos cuanto mayor es la masa del núcleo correspondiente. Para estudiar sus propiedades, los científicos han ideado métodos que permiten producir los elementos superpesados a partir de ciertas reacciones nucleares. Desde los años cuarenta del siglo pasado, diferentes laboratorios en varios países han estado compitiendo por conseguir sintetizar los núcleos más allá del uranio. Esta «carrera» ha tenido varios episodios polémicos, protagonizados por distintos equipos que rivalizaban por el crédito del descubrimiento de un cierto elemento (y por la elección de su nombre). En la última parte de este libro repasaremos los principales hitos sobre la síntesis de los núcleos superpesados, antes de concluir con un resumen sobre los esfuerzos de los científicos para crear y estudiar los antiátomos, las unidades mínimas de la antimateria.

CAPÍTULO 1

Los elementos químicos

Los elementos, agrupados en la famosa tabla periódica, no son los constituyentes fundamentales de la materia, pero siguen jugando un papel muy importante en su comprensión. Una de las cuestiones más interesantes es explicar por qué presentan abundancias tan dispares en la naturaleza.

La materia está compuesta por átomos, y cada tipo de átomo corresponde a un elemento químico, y solo a uno, de entre el algo más de un centenar existente. En la actualidad prácticamente todo el mundo sabe identificar los elementos como los ladrillos que forman todo lo que nos rodea, pero su número solo se ha podido fijar en épocas relativamente recientes.

Algunos de los elementos se conocen desde la antigüedad, especialmente aquellos metales que eran valiosos por su utilidad en la fabricación de herramientas o determinadas construcciones, como el cobre, el estaño, el hierro o el plomo. Otros elementos eran codiciados por su rareza y se empleaban para elaborar joyas o monedas, como el oro o la plata. Son los llamados metales nobles, porque pueden encontrarse en estado puro en la naturaleza. Al contrario que en el caso de los yacimientos de oro, formados solo por este elemento químico, muchos otros (titanio, cromo, manganeso...) se encuentran en forma de minerales, es decir, combinaciones de estos elementos con otros, como el oxígeno, el azufre o el carbono.

Las propiedades de un elemento no son las mismas si se encuentra en estado puro o en un compuesto químico, combinado

con otros. Así, las características del sodio puro son las de un metal alcalino blando que reacciona violentamente con el agua, mientras que el cloro *per se* es un gas tóxico formado por moléculas diatómicas (constituidas por dos átomos). En cambio, la combinación de ambos, el cloruro sódico o sal común, dista mucho de ser tan desagradable.

Un gran número de elementos fue descubierto durante la época dorada que comenzó a mediados del siglo XVIII y continuó durante todo el siglo XIX. Los avances en los procedimientos químicos permitieron aislar muchos de ellos, en ocasiones gracias a que su existencia se había predicho, y estudiar sus propiedades. Entrado ya el siglo XX, solo quedaba por descubrir un puñado de los elementos que pueden encontrarse en la naturaleza. La síntesis y el estudio de los elementos más pesados, inestables y en general de vida muy corta, fue posible de manera artificial en laboratorios, a partir de 1940. Hoy en día el elemento más pesado descubierto, el oganesón (Og), ocupa el orden 118 en una lista que encabeza el más ligero, el hidrógeno.

La diversidad de elementos químicos queda también patente en sus nombres. Excepto aquellos conocidos desde épocas antiguas, los descubridores de los elementos los bautizaron en honor de algún planeta (uranio, neptunio, plutonio) o de una persona, generalmente científicos destacados, como es el caso del curio, el einstenio y el fermio. También fue popular elegir el nombre de un elemento que recordara un lugar, tanto países (galio, germanio, francio, polonio) como ciudades o regiones (hafnio, lutecio, europio, californio). La palma se la lleva un pueblo sueco en una isla cercana a Estocolmo llamado Ytterby, un lugar famoso en el mundo de la química porque en su mina se descubrieron varios elementos de entre los conocidos como *tierras raras*, nombre común que designa a 17 elementos químicos que no es que sean escasos, pero son peculiares: tienden a encontrarse juntos y son difíciles de separar. Entre ellos se encuentran el erbio, el terbio, el iterbio y el itrio.

Ciertos elementos tuvieron varios nombres propuestos, hasta establecerse el actual. Por ejemplo, el niobio podría haberse llamado columbio o quizá ahora usaríamos angulario en lugar

de germanio. Actualmente la responsabilidad de la elección definitiva del nombre de un nuevo elemento recae sobre la Unión Internacional de Química Pura y Aplicada (IUPAC, por sus siglas en inglés), que toma la decisión tras analizar la propuesta del grupo científico que lo ha descubierto. Repasaremos sus normas y los casos recientes cuando abordemos la síntesis de elementos superpesados. Por ahora, es interesante recordar que la existencia de un nuevo elemento se define por la IUPAC si vive más de 10^{-14} segundos.

Cada elemento químico tiene asignado un símbolo formado, en general, por dos letras (la primera en mayúscula), aunque hay 14 símbolos que únicamente tienen una. Por ejemplo, el símbolo del flúor es simplemente F, mientras que el del mercurio es Hg. Estos símbolos se utilizan tanto a la hora de escribir compuestos como reacciones químicas o, como veremos, procesos nucleares.

LA TABLA PERIÓDICA O CÓMO ORDENAR LOS ELEMENTOS

Existe un póster que no falta en ningún laboratorio de un colegio, instituto o facultad: la tabla periódica de los elementos químicos (la figura 1 ilustra la versión más actual). En apariencia, esta carta presenta de manera simple y ordenada los 118 elementos conocidos, agrupándolos en filas y columnas. Sin embargo, la tabla periódica revela muchas relaciones entre los elementos que, siendo especialmente útiles en el campo de la química, han dado lugar a avances en la física o en aplicaciones médicas.

En la versión más conocida de la tabla periódica, los elementos se disponen en siete filas o periodos y en dieciocho columnas o grupos. Cada grupo presenta un conjunto de elementos que tienen propiedades químicas similares. Por ejemplo, en la primera columna (por debajo del hidrógeno) encontramos los metales alcalinos que, como el sodio, son muy reactivos en agua. La segunda corresponde a los metales alcalinotérreos, que también reaccionan con el agua, pero de manera más lenta.

En general, la mayoría de los elementos son metales, de un tipo u otro, como los metales de transición (los grupos 3 a 12)

FIG. 1

1																	18
1	2																2
H	He																He
3	4																10
Li	Be																Ne
11	12																18
Na	Mg																Ar
19	20	21	22	23	24	25	26	27	28	29	30	31	32	33	34	35	36
K	Ca	Sc	Ti	V	Cr	Mn	Fe	Co	Ni	Cu	Zn	Ga	Ge	As	Se	Br	Kr
37	38	39	40	41	42	43	44	45	46	47	48	49	50	51	52	53	54
Rb	Sr	Y	Zr	Nb	Mo	Tc	Ru	Rh	Pd	Ag	Cd	In	Sn	Sb	Te	I	Xe
55	56	57-71	72	73	74	75	76	77	78	79	80	81	82	83	84	85	86
Cs	Ba		Hf	Ta	W	Re	Os	Ir	Pt	Au	Hg	Tl	Pb	Bi	Po	At	Rn
87	88	89-103	104	105	106	107	108	109	110	111	112	113	114	115	116	117	118
Fr	Ra		Rf	Db	Sg	Bh	Hs	Mt	Ds	Rg	Cn	Nh	Fl	Mc	Lv	Ts	Og
			57	58	59	60	61	62	63	64	65	66	67	68	69	70	71
			La	Ce	Pr	Nd	Pm	Sm	Eu	Gd	Tb	Dy	Ho	Er	Tm	Yb	Lu
			89	90	91	92	93	94	95	96	97	98	99	100	101	102	103
			Ac	Th	Pa	U	Np	Pu	Am	Cm	Bk	Cf	Es	Fm	Md	No	Lr

26• Número atómico
Fe• Símbolo

hidrógeno (H)	manganeso (Mn)	indio (In)	tántalo (Ta)	berkelio (Bk)
helio (He)	hierro (Fe)	estaño (Sn)	tungsteno (W)	californio (Cf)
litio (Li)	cobalto (Co)	antimonio (Sb)	renio (Re)	einsteinio (Es)
berilio (Be)	níquel (Ni)	telurio (Te)	osmio (Os)	fermio (Fm)
boro (B)	cobre (Cu)	yodo (I)	iridio (Ir)	mendelevio (Md)
carbono (C)	cinc (Zn)	xenón (Xe)	platino (Pt)	nobelio (No)
nitrógeno (N)	galio (Ga)	cesio (Cs)	oro (Au)	laurencio (Lr)
oxígeno (O)	germanio (Ge)	bario (Ba)	mercurio (Hg)	rutherfordio (Rf)
fluor (F)	arsénico (As)	lantano (La)	talio (Th)	dubnio (Db)
neón (Ne)	selenio (Se)	cerio (Ce)	plomo (Pb)	seaborgio (Sg)
sodio (Na)	bromo (Br)	praseodimio (Pr)	bismuto (Bi)	bohrio (Bh)
magnesio (Mg)	kriptón (Kr)	neodimio (Nd)	polonio (Po)	hassio (Hs)
aluminio (Al)	rubidio (Rb)	prometio (Pm)	astato (At)	meitnerio (Mt)
silicio (Si)	estroncio (Sr)	samario (Sm)	radón (Rn)	darmstadtio (Ds)
fósforo (P)	itrio (Y)	europio (Eu)	francio (Fr)	roentgenio (Rg)
azufre (S)	zirconio (Zr)	gadolinio (Gd)	radio (Ra)	copernicio (Cn)
cloro (Cl)	niobio (Nb)	terbio (Tb)	actinio (Ac)	nihonio (Nh)
argón (Ar)	molibdeno (Mo)	disproso (Dy)	torio (Th)	flerovio (Fl)
potasio (K)	tecnecio (Tc)	holmio (Ho)	protoactinio (Pa)	moscovio (Mc)
calcio (Ca)	rutenio (Ru)	erbio (Er)	uranio (U)	livermorio (Lv)
escandio (Sc)	rodio (Rh)	tulio (Tm)	neptunio (Np)	téneso (Ts)
titanio (Ti)	paladio (Pd)	iterbio (Yb)	plutonio (Pu)	oganesón (Og)
vanadio (V)	plata (Ag)	lutecio (Lu)	americio (Am)	
cromo (Cr)	cadmio (Cd)	hafnio (Hf)	curio (Cm)	

Tabla periódica de los elementos químicos en su formato convencional o de longitud media, en la que aparece el número atómico de cada elemento junto a su símbolo. Arriba, el listado completo de los nombres de los elementos.

o la región triangular más cercana a estos de los grupos 13 a 16, como el plomo o el estaño (véase la figura). En cambio, el triángulo superior derecho de las mismas columnas delimitado por el carbono y el selenio, junto al grupo 17 (los halógenos), incluye elementos que son aislantes eléctricos: los no metales. No sorprende que en la «línea» que separa metales de no metales, entre el boro y el polonio, encontremos elementos con un comportamiento intermedio entre ambos; son los conocidos como semimetales o metaloides.

La última columna de la tabla es, posiblemente, una de las más famosas. Son los gases nobles que, como el neón, casi nunca forman compuestos químicos, ni entre ellos ni con otros ele-

mentos. Por último, y por convención, dos filas de elementos se representan al final de la tabla periódica: los lantánidos (un grupo de 15 elementos que pertenece a las ya nombradas tierras raras) y los actínidos. Su sitio natural sería entre la segunda y la tercera columna, pero en el formato estándar o de longitud media de la tabla periódica aparecen en su parte inferior para mantener una apariencia más compacta.

La tabla periódica no surgió de manera espontánea, sino que es el resultado de múltiples avances científicos que condujeron a la primera versión que hizo el químico ruso Dmitri Mendeléiev en la segunda mitad del siglo XIX, y que llevaron después a desarrollarla hasta adoptar su forma actual.

Pasos previos a esa clasificación

La noción de elemento como constituyente fundamental de la materia ha evolucionado con el tiempo (figura 2). Nació con las ideas de los antiguos filósofos griegos, quienes imaginaban cuatro elementos básicos (aire, agua, fuego y tierra), relacionados con los sólidos platónicos o poliedros regulares. Este esquema

Memorizar la tabla periódica te ayudará a ir más rápido si eres químico, pero en general la razón por la que posees una es para que toda esa información se almacene fuera de tu cuerpo. Así liberas el cerebro para hacer otras cosas.

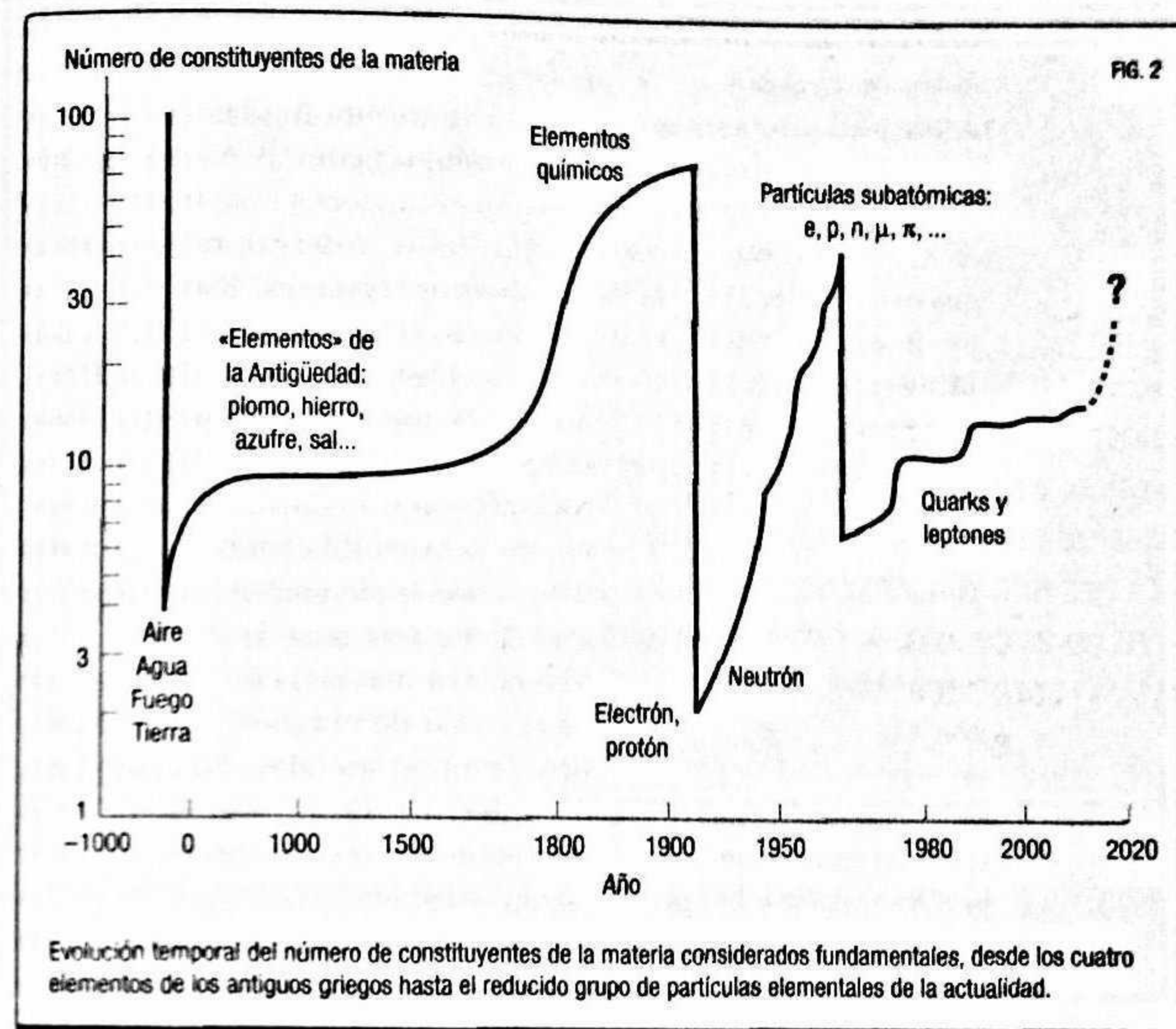
BILL NYE, CIENTÍFICO Y DIVULGADOR

de cuatro elementos siguió todavía vivo hasta bien entrada la Edad Media, cuando los alquimistas, precursores de los químicos actuales, aspiraban a transformar una sustancia en otra modificando las cantidades de estos elementos. La alquimia carecía de una base racional, por lo que no era una ciencia, y fracasó en su empeño de obtener, por ejemplo, oro de otros metales. Sin embargo, contribuyó al desarrollo de técnicas

experimentales y equipos de laboratorio que fueron utilizados y perfeccionados en épocas posteriores. En el siglo XVII, un alquimista irlandés llamado Robert Boyle (1627-1691) definió un elemento como «una sustancia que no se puede descomponer en otras más simples a través de una reacción química». Esto puede considerarse el nacimiento de la química moderna, basada, tal y como desarrollaron Boyle y sus colaboradores, en medidas precisas y experimentos sobre los cambios en la materia. Boyle identificó nuevos elementos, pero todavía no tenía el equipamiento adecuado para poder probar todas sus conjeturas. En los años sucesivos y durante todo el siglo siguiente, otros investigadores continuaron su trabajo pionero, perfeccionando las técnicas de laboratorio y descubriendo nuevos elementos y sustancias químicas.

Las bases de la química moderna fueron establecidas por el francés Antoine Lavoisier (1743-1794) a finales del siglo XVIII. Entre otras muchas aportaciones, sus cuidadosos experimentos con recipientes cerrados demostraron que la cantidad total de

de cuatro elementos siguió todavía vivo hasta bien entrada la Edad Media, cuando los alquimistas, precursores de los químicos actuales, aspiraban a transformar una sustancia en otra modificando las cantidades de estos elementos. La alquimia carecía de una base racional, por lo que no era una ciencia, y fracasó en su empeño de obtener, por ejemplo, oro de otros metales. Sin embargo, contribuyó al desarrollo de técnicas



materia se conservaba en una reacción química, aunque las sustancias finales fueran diferentes de las iniciales. Se trata de la *ley de conservación de la masa*, cuyo enunciado popular es: «la materia ni se crea ni se destruye, solo se transforma». Lavoisier ganó un reconocido prestigio científico que, desgraciadamente, no evitó que fuese guillotinado en 1794 durante la Revolución francesa, condenado por sus actividades como recaudador de impuestos.

Poco tiempo después ya se conocían las leyes fundamentales de la química. Entre ellas, que cuando dos elementos se combinan para originar distintos compuestos lo hacen en una proporción que está en relación con los números enteros sencillos (*ley*

de las proporciones múltiples). Esta ley no nos sorprende si la abordamos desde un punto de vista moderno: al combinar una cantidad dada de oxígeno (O) con hidrógeno (H), necesitaremos justo la mitad de oxígeno para formar agua (H_2O) que para formar agua oxigenada (H_2O_2).

Recién entrado el siglo XIX, el químico, físico y meteorólogo inglés John Dalton (1766-1844) consideró una base teórica para la ley de las proporciones múltiples: la *teoría atómica*. Dalton dedujo los pesos atómicos de varios elementos de manera indirecta, a partir de las masas de los elementos que se combinan entre sí. Tras fijar el del hidrógeno en la unidad, partió de una primera tabla de pesos atómicos de seis elementos y postuló que las sustancias se formaban a partir de la combinación química entre partículas de diferentes pesos. Estas partículas son los átomos que caracterizan a cada elemento químico, y una sustancia compuesta dada siempre tiene el mismo número relativo de tipos de átomos. En la teoría de Dalton, una reacción química es simplemente un cambio en la manera en que los átomos se agrupan. Esta teoría se inspira en las ideas de ciertos filósofos griegos, quienes creían que el mundo estaba conformado por combinaciones de pequeñas partículas indivisibles (átomos). Más de dos mil años después, la teoría de Dalton, al contrario que aquellas ideas, sí daba lugar a predicciones.

Una gran lista de químicos contribuyó durante los años siguientes a cimentar la teoría de Dalton y a clarificar las nociones de átomo y de molécula como combinación de estos. A mediados del siglo XIX, numerosos investigadores comenzaron a desarrollar la idea de agrupar los elementos de acuerdo a sus similitudes químicas. Por ejemplo, se dieron cuenta de que ciertos grupos de tres elementos (*tríadas*) presentaban la siguiente propiedad: el peso atómico y las características químicas de uno de los tres elementos eran más o menos iguales al promedio de las mismas propiedades de los otros dos.

Los esfuerzos por clasificar el zoo de los elementos químicos culminaron cuando Mendeléiev propuso en 1869 la primera versión de su famosa tabla periódica. El ruso agrupó los elementos con propiedades químicas similares en orden creciente

DIMITRI IVÁNOVICH MENDELÉIEV (1834-1907)

Es el científico ruso más conocido y su nombre ha quedado ligado para siempre a la tabla periódica de los elementos. Tenía un carácter osado, tanto a la hora de afrontar los retos científicos como en otros aspectos de su vida. Un ejemplo: siendo un piloto novato realizó una ascensión en solitario en globo para estudiar el eclipse total de Sol de 1887. Hijo menor de una familia numerosa, Mendeléiev fue criado por su madre porque su padre falleció cuando él todavía era un niño. Tras superar algunos problemas debidos a su origen siberiano, tuvo acceso a estudios superiores y trabajó en Alemania y otros países europeos. Comenzó a desarrollar su labor investigadora en química y, a finales de la década de 1860, llevaba ya años pensando en los elementos y sus pesos atómicos.

Una decisión acertada

En 1869 plasmó su idea de ordenar los elementos químicos en filas y columnas. Poco después, un amigo suyo presentó formalmente en una reunión de la Sociedad Química Rusa los resultados de Mendeléiev sobre la *ley periódica*, donde había incluido los poco más de sesenta elementos conocidos. Mendeléiev ordenó los elementos de acuerdo con sus pesos atómicos. En esta primera versión de la tabla periódica, obtenía una aparente periodicidad de sus propiedades químicas: sus valencias (número de electrones del átomo en el último nivel de energía). Además, corrigió el peso atómico de algunos elementos conocidos mientras dejaba huecos en la tabla para otros elementos por descubrir. Para estos casos, predijo cuáles serían sus pesos atómicos y algunas de sus propiedades químicas y físicas. Uno de los triunfos de Mendeléiev fue predecir la existencia de nueve elementos que fueron descubiertos más tarde (Sc, Ga, Ge, Tc, Re, Po, Fr, Pa), aunque también hay que decir que falló en otras nueve predicciones.



de la masa de sus átomos, dejando casillas libres para elementos todavía por descubrir. Algunos de estos elementos fueron descubiertos posteriormente con las características esperadas, completando los huecos de la tabla de Mendeléiev, a la vez que se predecía que ciertas propiedades de los elementos ya conocidos estaban mal medidas. Nació así la tabla periódica que, ampliada con los descubrimientos posteriores hasta llegar a los 118 elementos conocidos, sigue en buena forma en la actualidad.

ESTRUCTURA ATÓMICA: NÚCLEO Y ELECTRONES

El orden de los elementos incluido en la tabla periódica anticipó descubrimientos posteriores, sobre todo los relativos a la estructura interna de los átomos. Dos de ellos tuvieron lugar en los últimos años del siglo XIX: la existencia de los electrones por el inglés Joseph J. Thomson (1856-1940) y las primeras observaciones de procesos radiactivos realizadas por el francés Henri Becquerel (1852-1908).

Thomson identificó las partículas que constituían los llamados *rayos catódicos*, un tipo de radiación que emitía un tubo relleno de gas a baja presión cuando se sometía a una diferencia de potencial eléctrico. Se llamaron catódicos porque surgían de uno de los extremos del tubo (el cátodo o electrodo negativo). Estos rayos portaban carga eléctrica porque se desviaban al acercar un imán al tubo y lo hacían en el sentido esperado para una carga negativa, acelerada a grandes velocidades. Thomson estableció en 1897 que estos corpúsculos cargados que formaban los rayos catódicos eran muy ligeros: su masa era unas 1 800 veces más pequeña que la del átomo de hidrógeno. Fue la primera prueba de la existencia de partículas elementales (los electrones) mucho menores que cualquier átomo.

Por otro lado, Becquerel descubrió que ciertas sustancias, como las sales de uranio, podían emitir otro tipo de radiación que era capaz de atravesar hojas de papel e, incluso, láminas metálicas. Se trataba de una radiación penetrante que surgía es-

pontáneamente del uranio y no parecía disminuir con el tiempo. Aunque Becquerel no consiguió encontrar el origen de esa energía que se emite de manera tan persistente, sus resultados originaron una serie de experimentos posteriores, como los desarrollados por el matrimonio formado por Pierre y Marie Curie. Las medidas mostraron que, al emitir radiación sus átomos, algunos tipos de elementos podían cambiar de identidad. Junto a la existencia de los electrones, estos resultados cuestionaban la idea de un átomo indivisible.

El gran avance en la comprensión de la estructura de los átomos fue el experimento llevado a cabo por el físico neozelandés Ernest Rutherford en 1909, junto con sus colaboradores Hans Geiger y Ernest Marsden. Hasta esa fecha, la idea predominante era la concebida por J.J. Thomson, quien propuso el modelo conocido como «*pudding de pasas*»: un átomo es básicamente una esfera de carga eléctrica positiva con los electrones repartidos uniformemente en su interior. Rutherford y sus colaboradores bombardearon una lámina de oro muy fina con partículas procedentes de una fuente radiactiva, observando que sus trayectorias no solían sufrir grandes desviaciones. Pero unas pocas partículas eran desviadas a grandes ángulos, incluso volviendo hacia su fuente. A Rutherford este hecho le pareció enormemente sorprendente y lo comparó con «disparar bolas de cañón a una hoja de papel de seda y que rebotasen». Los resultados se explican si el átomo está prácticamente vacío, excepto por una zona central muy pequeña que contiene cargas positivas y concentra casi toda su masa: el núcleo atómico.

Desde las medidas tomadas por Rutherford sabemos que el átomo tiene un núcleo positivo muy denso que es miles de veces menor que el tamaño del propio átomo, mientras que los electrones se mueven a su alrededor a distancias relativamente grandes. En un átomo neutro, el número de electrones es tal que con su carga negativa compensa la positiva del núcleo.

Si la concepción moderna del átomo es correcta, la barrera que separaba la física de la química ha sido eliminada.

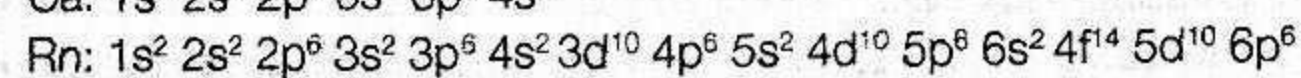
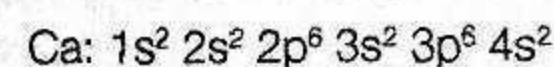
JOSEPH J. THOMSON

LOS ORBITALES ATÓMICOS

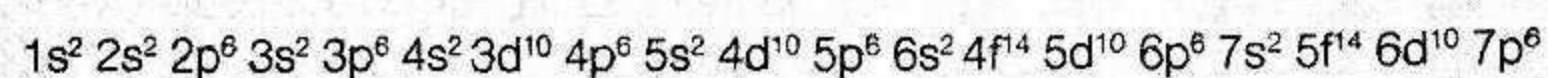
La mecánica cuántica dicta que los electrones de un átomo se encuentran con mayor probabilidad en ciertas regiones llamadas orbitales, caracterizadas por cuatro números cuánticos. De acuerdo con el principio de exclusión, enunciado por Wolfgang Pauli, en un átomo no pueden existir dos electrones con los cuatro números cuánticos iguales. El primer número cuántico se llama principal (n), denota la capa electrónica y toma valores enteros a partir de 1. Los dos siguientes tienen valores que dependen de los anteriores: l (orbital: desde 0 hasta $n-1$, usándose las letras s, p, d, f, g, \dots) y m (magnético: desde $-l$ hasta $+l$ pasando por cero). Para cada combinación posible (n, l, m) se puede incluir hasta dos electrones que necesariamente tienen un valor opuesto del cuarto número cuántico, llamado de *espín* (que puede ser $+1/2$ o $-1/2$). Así, el número máximo de electrones que puede albergar cada orbital es el siguiente: en un orbital s caben 2, mientras que en el p puede haber hasta 6 electrones, 10 en un orbital d , 14 en el f , etc.

A mayor valor de n , más energía

Las capas electrónicas están más cerca del núcleo atómico cuanto menor sea el valor de n . Al calcular la energía de cada orbital, se comprueba que aumenta con el valor de n y, dentro de la misma capa, con el valor de l . En cambio, la energía no se ve afectada por los otros dos números cuánticos. Los electrones tienden a situarse en el orbital atómico que tiene la energía más baja, pero sin violar el principio de exclusión de Pauli. El orden de llenado de los electrones, como muestra la figura 1, queda fijado por la siguiente regla: se asignan de tal manera que el valor $n+l$ del orbital aumente gradualmente, tal y como se indica en el esquema de flechas. De esta manera se puede hallar la *configuración electrónica* de cada elemento. Las imágenes de la derecha son una representación de la componente angular (número cuántico secundario) de los orbitales s, p, d, f . Como ejemplo, consideremos un átomo de calcio (Ca) y otro de radón (Rn), que contienen 20 y 86 electrones, respectivamente. Siguiendo el esquema de llenado de orbitales, obtenemos las siguientes configuraciones electrónicas (el superíndice de cada subcapa indica el número de electrones):

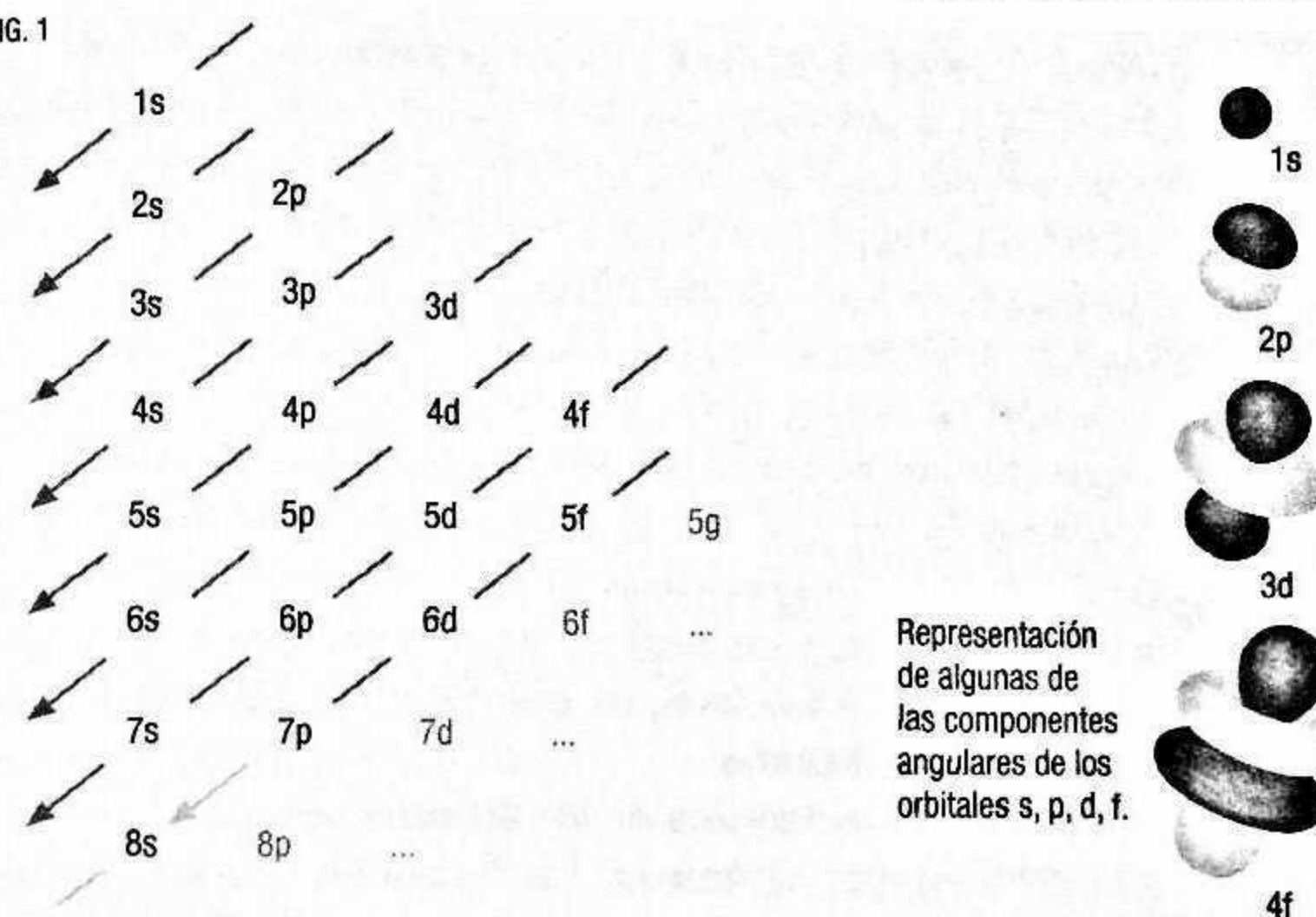


Mientras que para el átomo del último elemento químico conocido (118 protones y 118 electrones) tenemos la configuración:



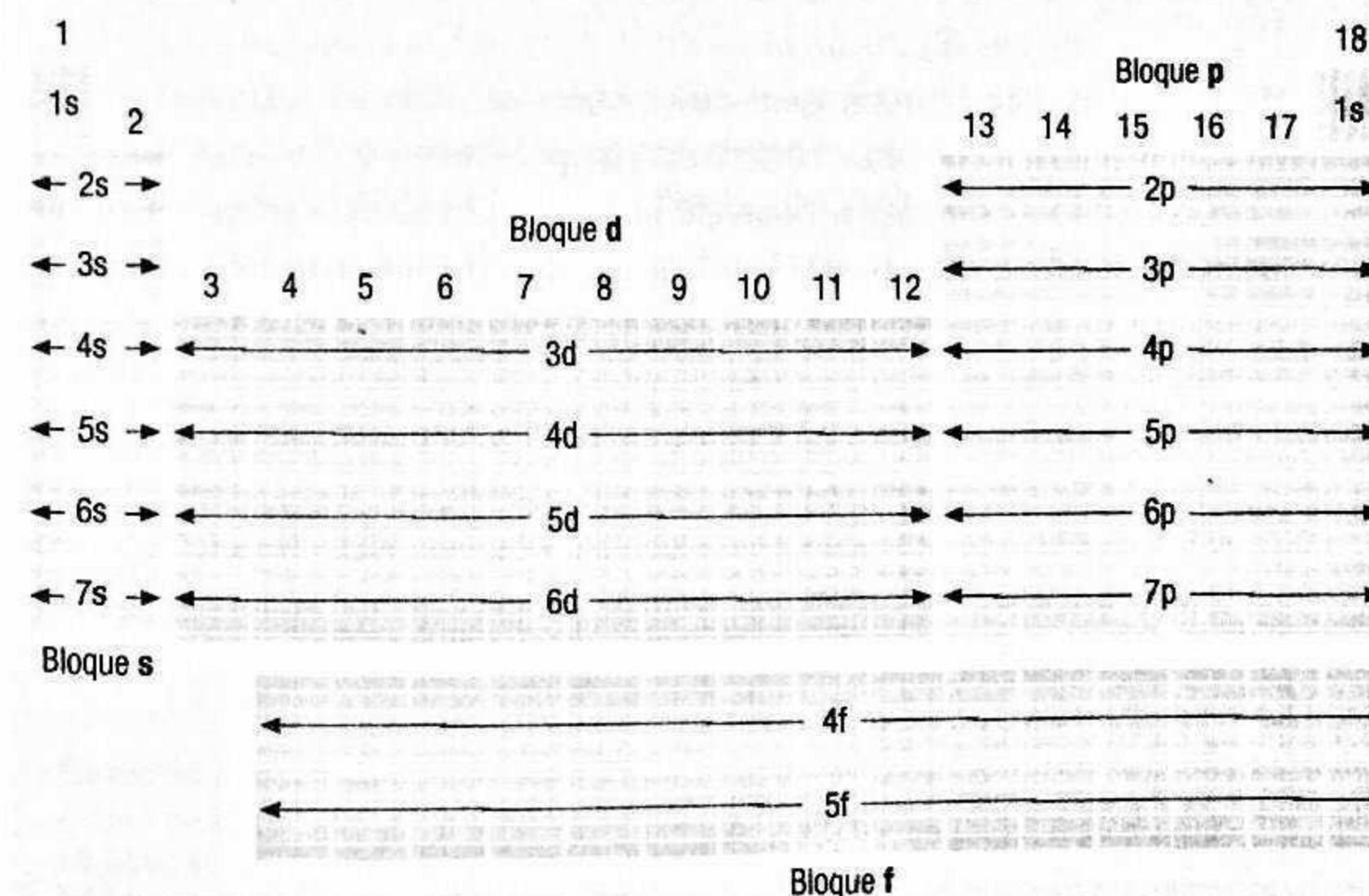
El orden de llenado de los orbitales atómicos da cuenta de la estructura en bloques de la tabla periódica de los elementos (figura 2). En general, la distribución de electrones en los orbitales de cada elemento respeta este esquema. No obstante, al crecer el número atómico también lo hacen las excepciones a la regla de llenado, como en el caso del gadolinio.

FIG. 1



Representación de algunas de las componentes angulares de los orbitales s, p, d, f .

FIG. 2



La estructura electrónica de los átomos otorga a los elementos sus propiedades químicas. La forma en que se combinan con otros elementos para originar compuestos químicos se caracteriza por el número de electrones más externos y, en especial, los de su última capa, llamados *electrones de valencia*. Los elementos que contienen el mismo número de electrones de valencia presentan propiedades químicas similares. Los grupos de elementos de la tabla periódica presentan estas similitudes, que se entienden mucho mejor una vez queda descrita la forma en que los electrones llenan los llamados *orbitales atómicos*.

LOS ELEMENTOS: UNOS TANTO Y OTROS TAN POCO

28

Esta tabla aumenta su anchura a 32 elementos para evitar la separación de las filas de los elementos lantánidos y actínidos. De esta manera no se interrumpe la secuencia de los elementos.

TABLA PERIÓDICA ESCALONADA POR LA IZQUIERDA

																B	C	N	O	F	Ne	Na	Mg										
																Al	Si	P	S	Cl	Ar	K	Ca										
																Sc	Ti	V	Cr	Mn	Fe	Co	Ni	Cu	Zn	Ga	Ge	As	Se	Br	Kr	Rb	Sr
																Y	Zr	Nb	Mo	Tc	Ru	Rh	Pd	Ag	Cd	In	Sn	Sb	Te	I	Xe	Cs	Ba
La	Ce	Pr	Nd	Pm	Sm	Eu	Gd	Tb	Dy	Ho	Er	Tm	Yb	Lu	Hf	Ta	W	Re	Os	Ir	Pt	Au	Hg	Tl	Pb	Bi	Po	At	Rn	Fr	Ra		
Ac	Th	Pa	U	Np	Pu	Am	Cm	Bk	Cf	Es	Fm	Md	No	Lr	Rf	Db	Sg	Bh	Hs	Mt	Ds	Rg	Cn	Nh	Fl	Mc	Lv	Ts	Og				

29

manera natural poco más de 90 elementos, mientras que el resto, hasta los 118 conocidos a día de hoy, se han sintetizado en los laboratorios.

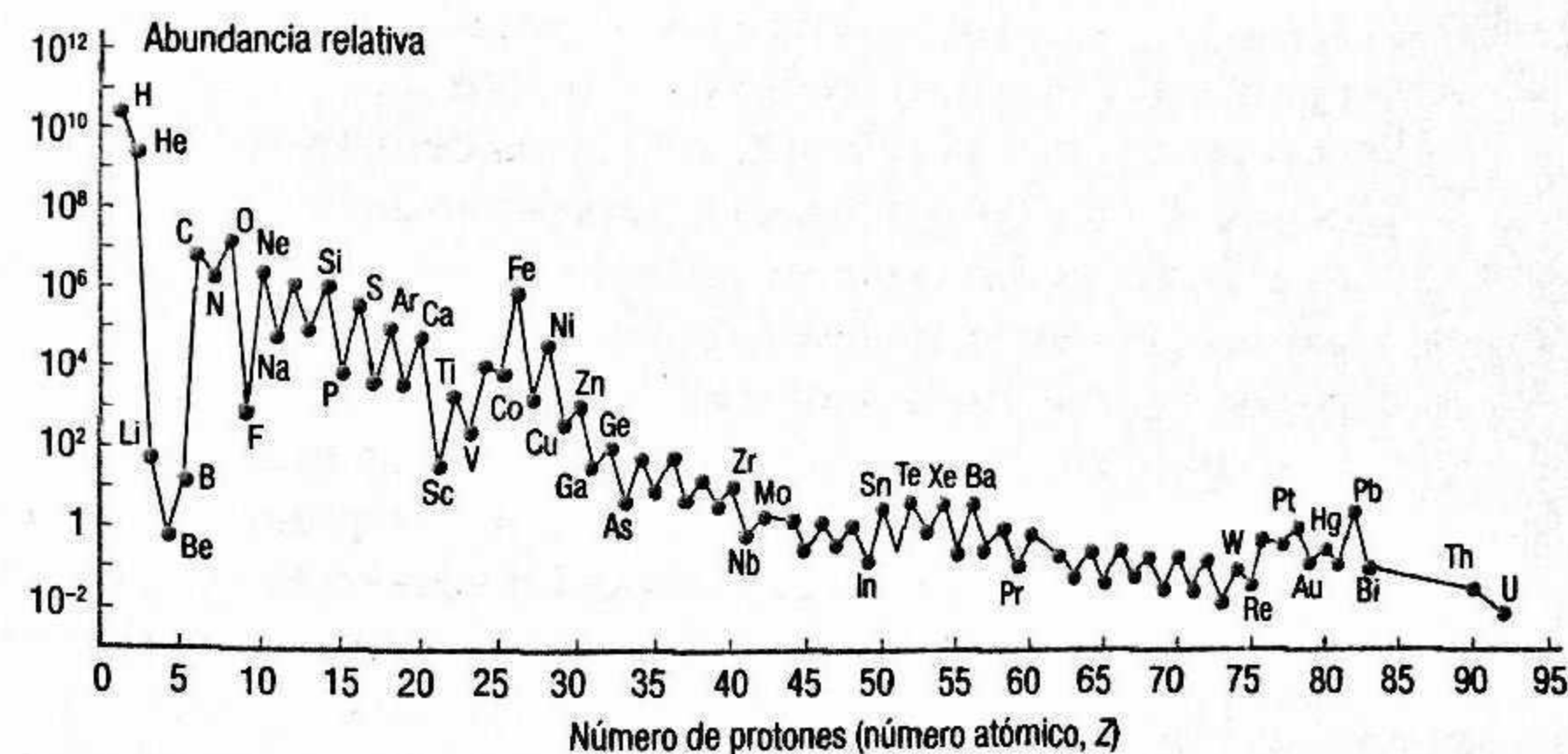
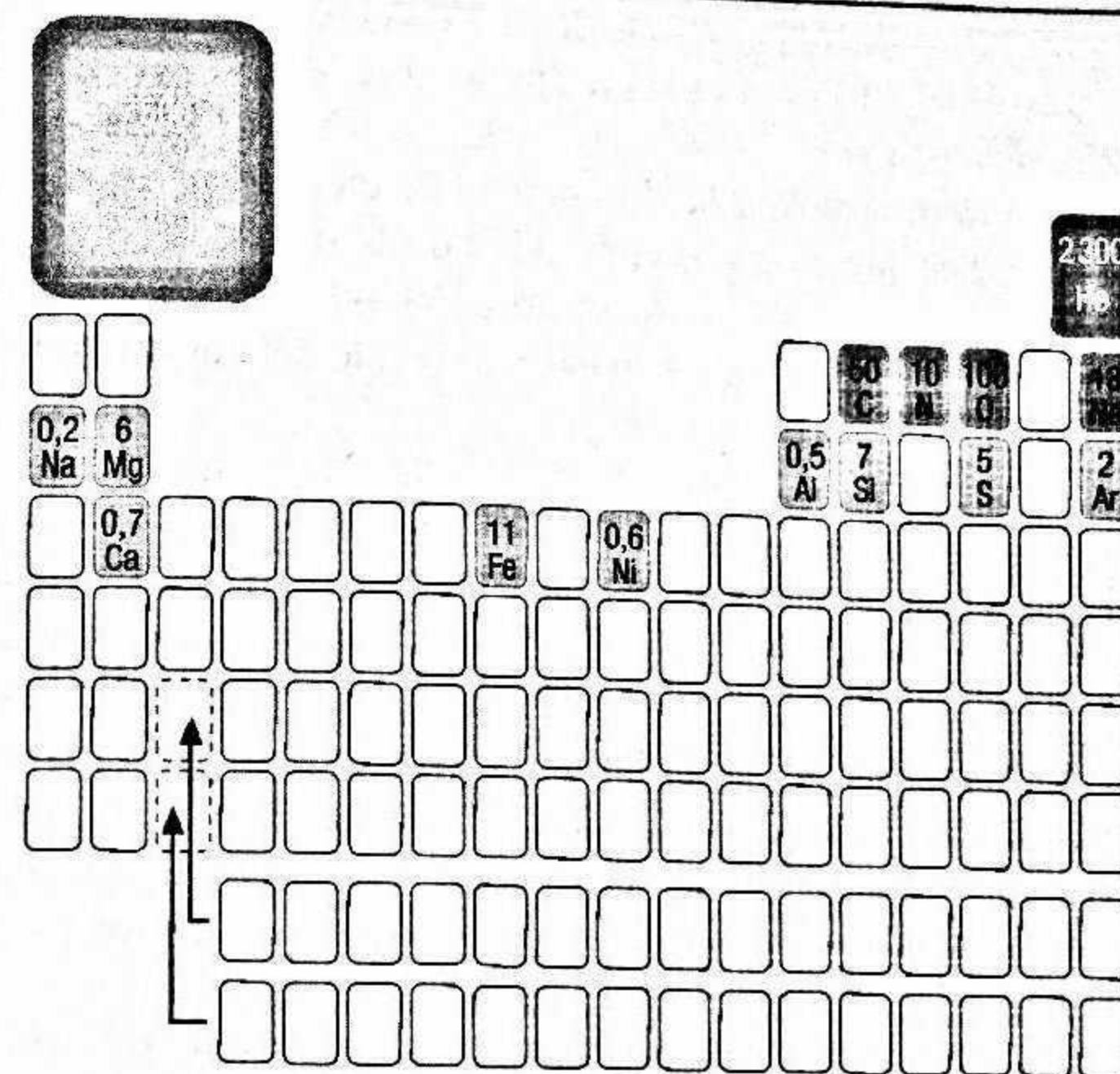
Podemos definir la abundancia de un cierto elemento como la cantidad que existe comparada con la de otro. En general, esta abundancia puede darse en función del número relativo de átomos o de la fracción en masa, y depende del entorno que estemos considerando.

En lo que respecta a la vida en la Tierra, hay cuatro elementos que son considerados esenciales para su existencia: carbono, hidrógeno, oxígeno y nitrógeno. Conocidos por sus símbolos como CHON, estos átomos son la base necesaria que forma los organismos vivos y les permite realizar sus funciones. Quizá no sea casualidad que, si eliminamos los gases nobles, los CHON se encuentren entre los elementos más frecuentes en nuestro planeta. De hecho, el hidrógeno es el más abundante mientras que el oxígeno, el carbono y el nitrógeno ocupan los lugares tercero, cuarto y sexto, respectivamente.

En un ser humano el elemento más abundante en masa es el oxígeno (casi dos terceras partes), seguido por el carbono, el hidrógeno y el nitrógeno. En cambio, por número de átomos el más común es el hidrógeno, con más del 60% del total. No debemos, sin embargo, imaginar una persona como un conjunto de gases, ya que la mayor parte forma compuestos químicos como, por ejemplo, el agua. El resto de átomos de nuestro cuerpo corresponde a una veintena de otros elementos. Solo constituyen un 4% de nuestra masa, pero algunos son esenciales para ciertas funciones vitales. Pensemos, por ejemplo, en el calcio de nuestros huesos o en el papel del hierro en la sangre. Sin embargo, un exceso de alguno de estos elementos minoritarios o de otros, como el plomo, puede ser perjudicial.

La cuestión clave es explicar las abundancias de los elementos en el universo en su conjunto. En general, es posible averiguar la composición de astros lejanos observando la luz que emiten. Cuando se calientan, los átomos de cada elemento químico emiten luz con ciertas características propias: una serie de líneas en determinadas frecuencias del espectro electromagnético que

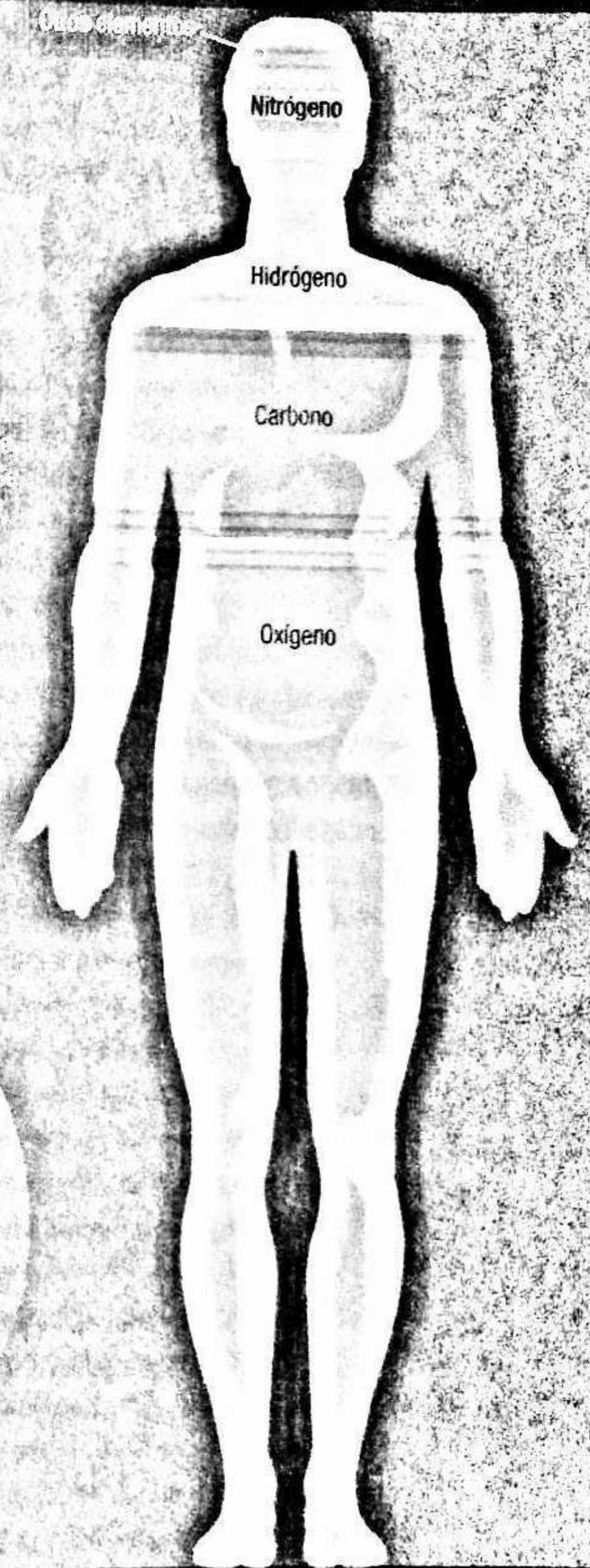
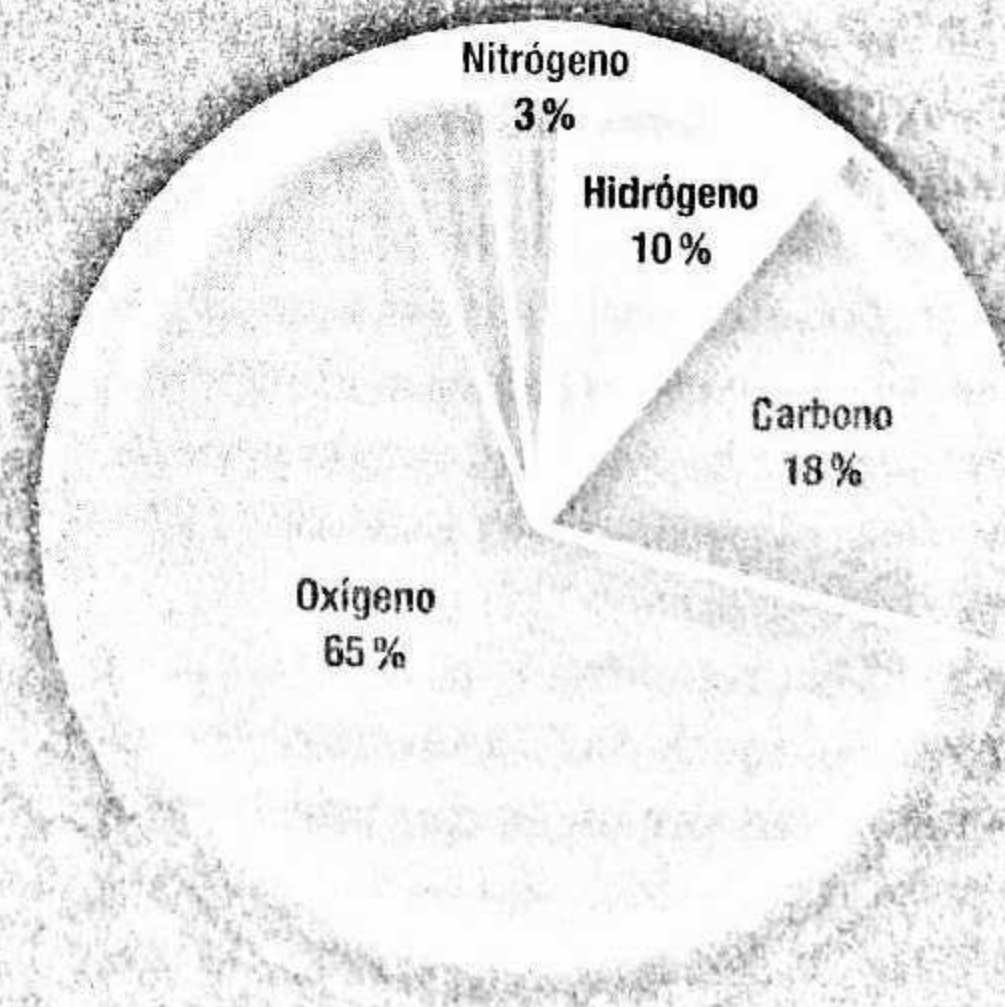
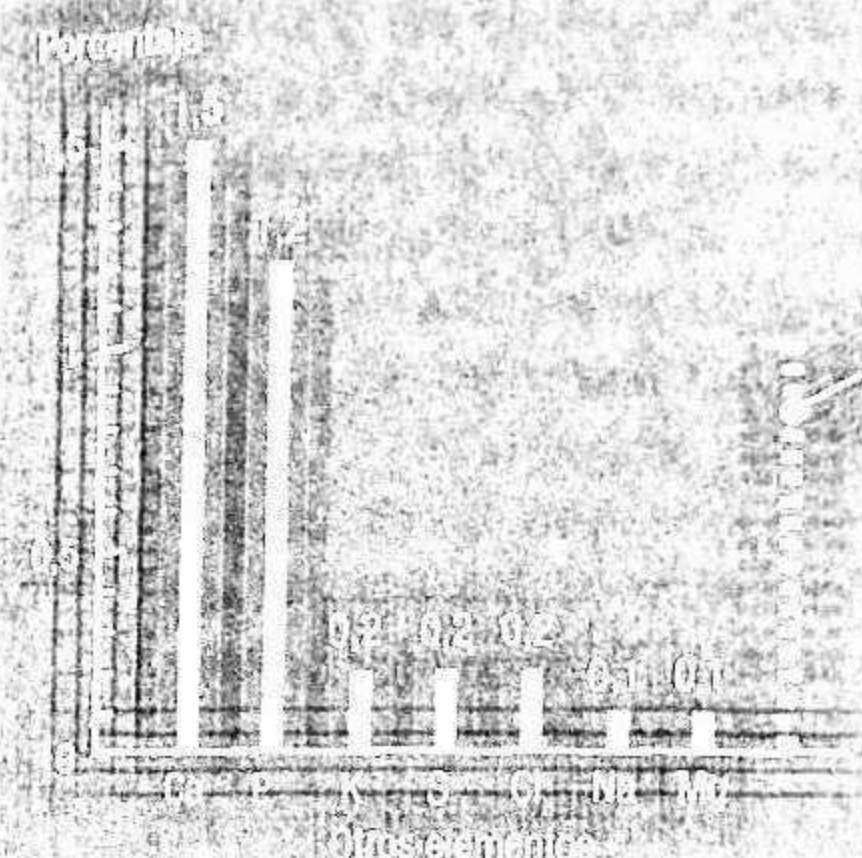
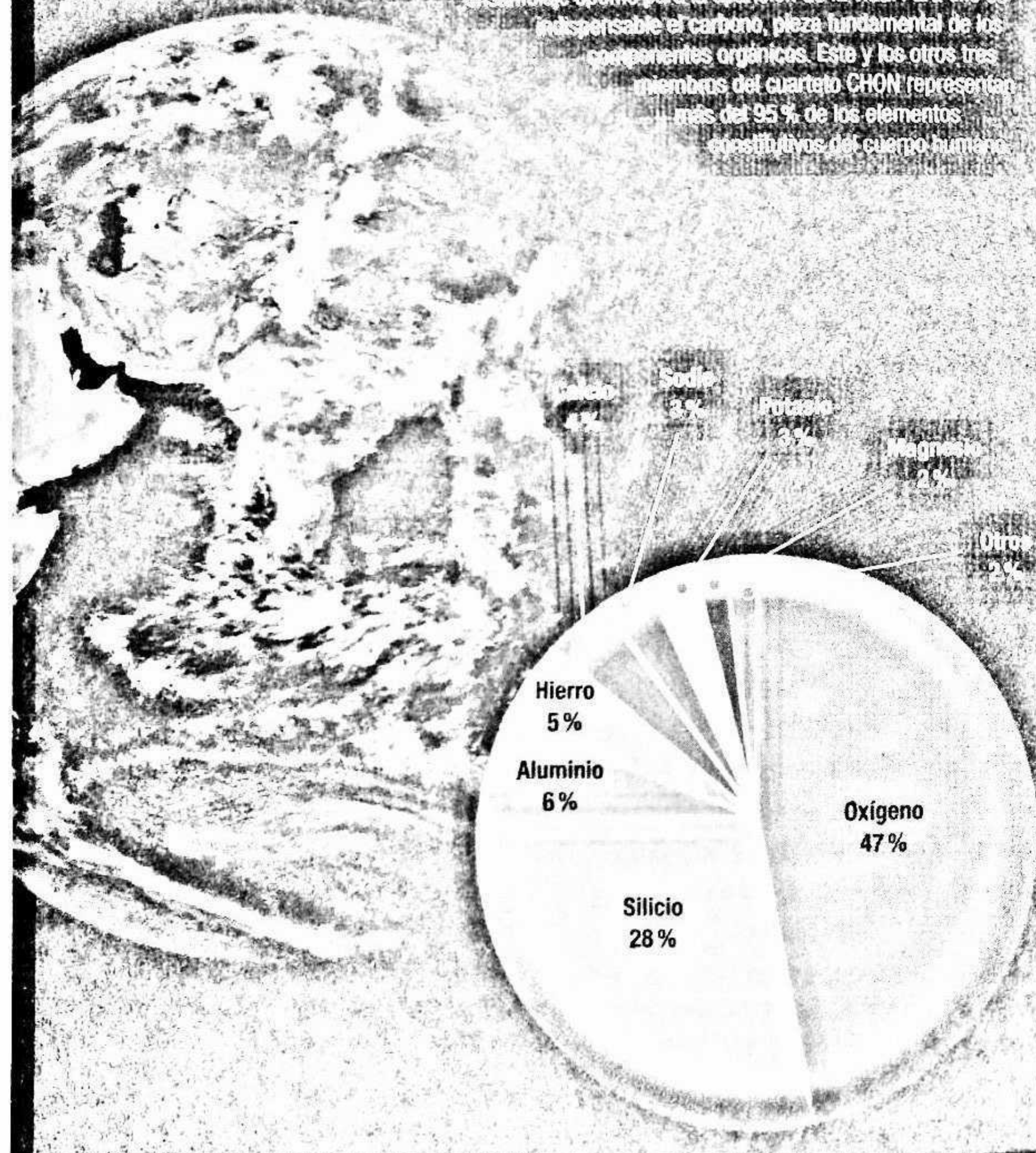
FIG. 3



Abundancias relativas de los elementos en masa. El esquema de arriba es una versión de la tabla periódica con los núcleos más abundantes en el universo en partes por 10 000, donde la suma de la contribución de los elementos sin número es menor de una unidad. El gráfico inferior muestra las abundancias relativas en el sistema solar en función del número atómico de cada elemento. Se expresan en escala logarítmica, y por convención se fija la del silicio (Si) en 10^6 .

LOS ELEMENTOS QUÍMICOS LO CONFORMAN TODO

Los elementos químicos son la materia prima del cosmos, y como tal, también del sistema solar, la Tierra y los organismos vivos que alberga nuestro planeta. Mientras que los cuatro constituyentes principales de la vida son el carbono, el hidrógeno, el oxígeno y el nitrógeno (CHON), en la corteza terrestre predomina al igual que en nosotros mismos, el oxígeno de forma mayoritaria, seguido de un semimetal, el silicio, y de dos metales, el aluminio y el hierro. Y es que una cosa es la constitución de estructuras inorgánicas, como la capa más superficial de la Tierra, y otra muy distinta generar el ambiente óptimo para la aparición de la vida. Para ello es indispensable el carbono, pieza fundamental de los componentes orgánicos. Este y los otros tres miembros del cuarteto CHON representan más del 95 % de los elementos constitutivos del cuerpo humano.



corresponden a los «saltos» de sus electrones entre distintos orbitales. Las mismas líneas de absorción pueden observarse en los espectros de la luz de estrellas y de otras regiones del espacio. De este modo, sabemos que la materia que existe en el cosmos está compuesta por los mismos elementos químicos que medimos en la Tierra.

Se cree que las abundancias de los elementos en nuestro sistema solar pueden considerarse representativas de las del universo. Además de la medida del espectro de la luz solar, son especialmente importantes los datos de la composición de meteoritos, que contienen información sobre las abundancias de elementos pesados en la época que se formó el sistema solar.

En la figura 3 (pág. 31) podemos ver cuáles son los elementos más abundantes del sistema solar. Por ejemplo, es interesante observar que hidrógeno y helio ya forman el 98% de su masa total, mientras que junto a otros 13 elementos dan cuenta de más del 99,99%. Las enormes diferencias en las abundancias relativas de los elementos quedan patentes en el gráfico inferior, cuyas principales características son:

- Como regla general, los elementos son menos comunes cuanto mayor es su número atómico.
- Hay ciertos «picos» de abundancias en torno a algunos elementos, como el hierro (Fe) o el plomo (Pb), mientras que en otras regiones los elementos existen en cantidades mucho menores de las esperadas de acuerdo a la regla general, como ocurre con el litio (Li), el berilio (Be) y el boro (B).
- Los datos de las abundancias presentan una tendencia en forma de «dientes de sierra», donde los elementos con un número par de protones son más comunes que sus vecinos con Z impar.

Cualquier modelo que aspire a describir cómo ocurre la nucleosíntesis debe poder explicar estas características. Ese será,

precisamente, nuestro objetivo en capítulos sucesivos. Pero antes es necesario desarrollar el concepto de isótopo de un cierto elemento químico y también profundizar en la descripción de los núcleos atómicos y de sus reacciones.

La transmutación de los elementos

El núcleo atómico, diminuto y denso, fija el tipo de elemento químico. Existen miles de núcleos diferentes, cada uno formado por una combinación distinta de protones y neutrones que no siempre son estables. Durante los procesos nucleares los elementos se crean y también se destruyen.

En los años posteriores a la versión de la tabla periódica de Mendeléiev ya se podía describir la estructura íntima de la materia. Por primera vez era posible explicar, con una base científica, de qué estaban hechas las cosas: de unas cuantas decenas de elementos químicos, desde el hidrógeno, el más ligero, hasta el más pesado, como el uranio. Además, la teoría atómica daba respuesta a las propiedades globales de la materia en física y química. Sin embargo, todavía se desconocía la escala de los átomos y si poseían una estructura interna.

A principios del siglo xx los descubrimientos de los electrones, la radiactividad y, sobre todo, del tamaño del núcleo gracias a los experimentos de Rutherford y colaboradores, clarificaron la organización del átomo. Quedó claro que este es muy pequeño pero que no es indivisible, y que está compuesto por electrones y un núcleo denso y diminuto. Como el metro y sus subdivisiones más comunes son demasiado grandes para ser empleadas en la medida de los átomos y sus núcleos, en su lugar se emplean los submúltiplos del Sistema Internacional de Unidades, abreviado SI. Entre ellos, el picómetro (pm, una billonésima de metro o 10^{-12} m) y el femtómetro (fm, una milbillonésima de metro o 10^{-15} m).

En física todo es o imposible o trivial. Es imposible hasta que lo entiendes, luego se vuelve trivial.

ERNEST RUTHEFORD

sima de metro o 10^{-15} m). O bien dos unidades muy comunes en el campo de la física atómica y nuclear: el ángstrom (Å, una diez mil millonésima de metro o 10^{-10} m, aunque no es una unidad

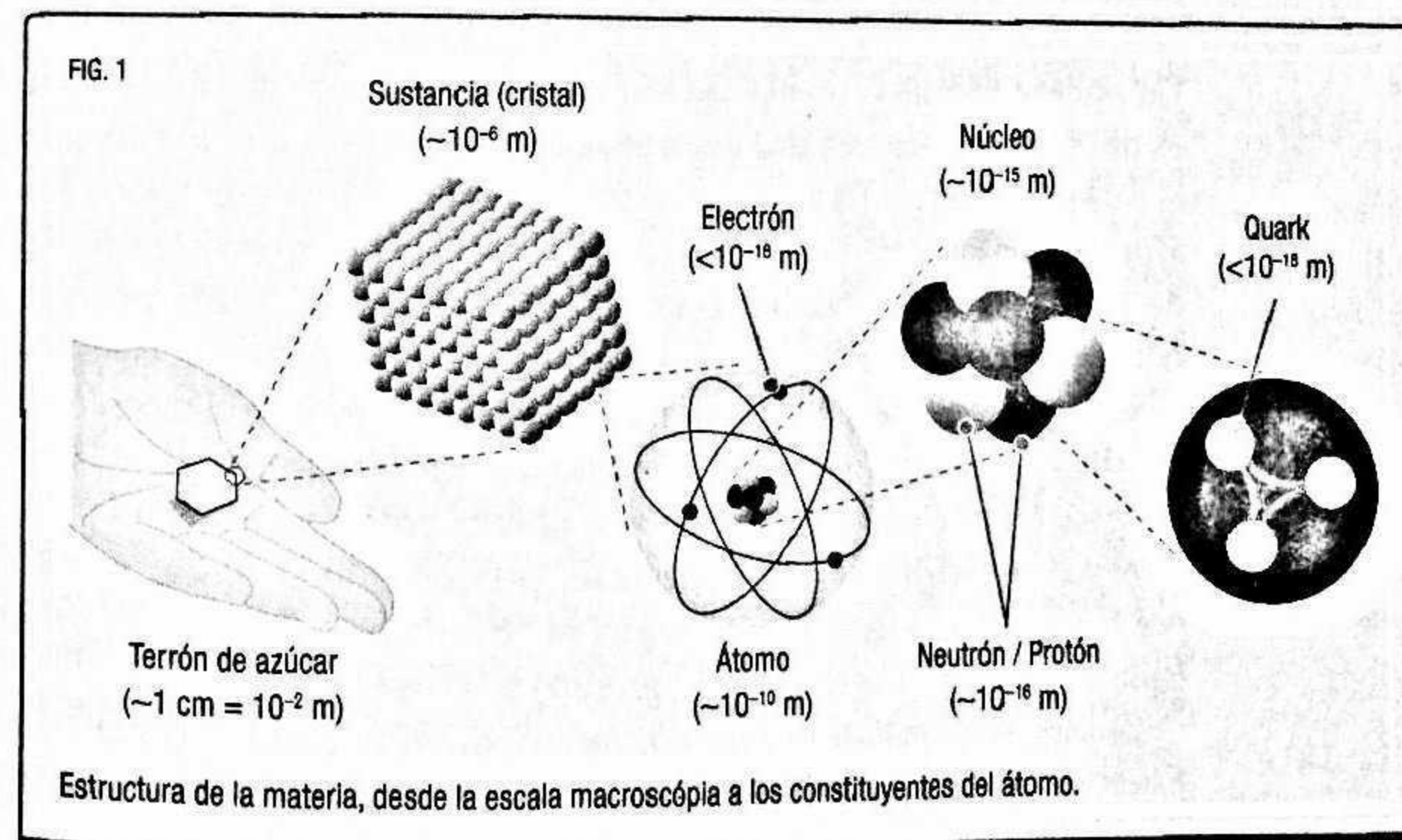
propia del SI) y el fermi, que es otra manera de llamar al femtómetro. Estos dos nombres fueron establecidos en honor a dos físicos famosos: el sueco Anders Jonas Ångström (1814-1874) y el italoamericano Enrico Fermi (1901-1954).

El tamaño de un átomo no es un concepto bien definido, puesto que carece de un borde preciso. Por ejemplo, podemos considerar la *esfera* con radio definido según el máximo del último orbital atómico donde pueden estar los electrones. En cualquier caso, los radios de los átomos aislados tienen, aproximadamente, entre 0,3 y 3 Å. El tamaño de los átomos crece con el número atómico, pero no lo hace linealmente. Dentro de una misma fila de la tabla periódica, los electrones van llenando los orbitales atómicos, pero el radio disminuye porque aumenta la carga eléctrica nuclear. El mínimo para un periodo correspondería a los gases nobles. En cambio, para los elementos de una misma columna de la tabla, el radio de sus átomos crece al añadirse nuevos orbitales y, en parte, por el efecto de repulsión de los electrones más interiores.

El núcleo concentra la carga eléctrica positiva y, prácticamente, toda la masa del átomo en una escala miles de veces menor. Está formado por dos tipos de partículas, que reciben el nombre común de *nucleones*. Los nucleones con carga eléctrica positiva son los *protones*, mientras que aquellos que carecen de ella son los *neutrones*. El tamaño nuclear (en realidad, su densidad de carga) puede estimarse a través de experimentos donde se envían electrones hacia núcleos y se miden sus desviaciones. Los resultados muestran que el *radio* de un núcleo, considerado esférico, crece como si correspondiera, aproximadamente, al volumen ocupado por sus nucleones, donde cada uno tiene un tamaño de algo menos de 1 fm. Los núcleos de los elementos presentan, por tanto, tamaños de entre uno y varios fermis.

Hoy en día sabemos que los nucleones no son partículas elementales. Tanto el protón como el neutrón tienen una estructura interna (figura 1) de tres partículas llamadas *quarks*, que poseen una carga eléctrica igual a una fracción de la del electrón. Esa fracción es de $2/3$ para el quark arriba (*up*, *u*), que tiene carga positiva, mientras que el quark abajo (*down*, *d*) presenta una carga eléctrica negativa e igual a $1/3$ de la del electrón. Las combinaciones de quarks de los nucleones son *uud* (protón) o *udd* (neutrón). Los dos tipos de quarks y el electrón son parte de la primera familia de partículas elementales, y son suficientes para formar los átomos de todos los elementos químicos y, por tanto, toda la materia normal. Esta familia se completa con el *neutrino*, otra partícula elemental relacionada con el electrón, pero sin carga eléctrica. Actualmente sabemos que existen otras dos familias de partículas elementales, formadas por copias pesadas de las que constituyen la primera familia. Sin embargo, en general son partículas inestables y se desintegran en sus «hermanas» más ligeras en un corto periodo de tiempo tras su creación.

Si dejamos de lado la gravedad, ligada a la masa y despreciable a la escala subatómica, cada partícula está caracterizada por



una serie de cargas que fijan su relación con las otras fuerzas o interacciones fundamentales que contempla el modelo estándar de la física de partículas (electromagnética, nuclear fuerte y nuclear débil). Por ejemplo, todas las partículas con carga eléctrica no nula son sensibles a la fuerza electromagnética. Solo a la diminuta escala de los núcleos atómicos son importantes otras dos fuerzas: la nuclear fuerte y la nuclear débil. Los neutrinos sienten exclusivamente la fuerza débil, la menos «fuerte» de las tres interacciones, y por ello son tan difíciles de detectar. También los quarks y los electrones (y sus «hermanos» pesados) son sensibles a la fuerza débil, pero solo los quarks interactúan a través de la nuclear fuerte. Además, para cada partícula existe una *antipartícula* que tiene la misma masa, pero con todas sus cargas opuestas. Por ejemplo, el antielectrón posee idéntica masa que el electrón pero carga eléctrica positiva, y también recibe el nombre de positrón (e^+). La *antimateria*, formada por antipartículas, no abunda a nuestro alrededor, ya que al encontrarse partícula y antipartícula se aniquilan produciendo energía.

ELEMENTOS, NÚCLEOS E ISÓTOPOS

Un núcleo atómico queda definido por su número de nucleones, es decir, por la suma total de protones y neutrones que lo forman: el número másico (A). Por otra parte, hemos visto que todos los átomos de un elemento químico dado tienen el mismo número de protones en su núcleo o número atómico (Z). Cada posible combinación de los números másico y atómico define la composición de un núcleo, también llamado *nucleido*, y se denota con A_ZX , donde X es el símbolo del elemento. En ocasiones, para destacar el número atómico se puede añadir como subíndice (A_ZX), pero en principio no es necesario, porque queda fijado por el nombre del elemento. Por ejemplo, el ${}^{56}\text{Fe}$ o hierro-56 tiene 26 protones (el número atómico del hierro) y 30 neutrones.

Los núcleos de un mismo elemento químico pueden estar formados por un número distinto de neutrones ($N = A - Z$). A cada uno de los posibles núcleos con el mismo Z pero distinto N se le

llama *isótopo*. Cada elemento puede tener uno o varios isótopos estables y muchos otros inestables, aunque los elementos muy pesados, como el plutonio, carecen de isótopos estables y todos sus núcleos se desintegran con mayor o menor rapidez. Por ejemplo, en la naturaleza el oxígeno se encuentra en tres isótopos estables: ${}^{16}\text{O}$, ${}^{17}\text{O}$ y ${}^{18}\text{O}$. Todos tienen ocho protones, pero distinto número de neutrones: ocho, nueve y diez, respectivamente. En el caso del hidrógeno, casi todos sus átomos corresponden al isótopo ${}^1\text{H}$ (protio) pero existe un segundo isótopo estable llamado deuterio (${}^2\text{H}$, solo unos 15 átomos de cada 100 000 de hidrógeno en el agua de los océanos) y otro inestable denominado tritio (${}^3\text{H}$).

Algunos elementos tienen un único isótopo estable y otros presentan varios, en cuyo caso la abundancia natural del elemento se reparte entre los diferentes isótopos. En muchos de estos casos, uno de los isótopos es mucho más abundante que el resto, pero hay elementos con dos o varios isótopos estables que son una fracción importante del total. Por ejemplo, el europio natural se reparte, casi al 50%, entre los isótopos ${}^{151}\text{Eu}$ y ${}^{153}\text{Eu}$.

Una veintena de elementos (llamados *monoisotópicos*) tiene un único isótopo estable, como por ejemplo el flúor (${}^{19}\text{F}$) o el oro (${}^{197}\text{Au}$). Este es el caso típico de elementos con un número atómico impar, aunque también pueden presentar un par de isótopos estables, como ocurre con el cobre (${}^{63}\text{Cu}$ y ${}^{65}\text{Cu}$). En cambio, los elementos con Z par tienen al menos tres isótopos estables con las únicas excepciones del helio, el berilio y el carbono. El elemento con más isótopos es el estaño, que presenta diez, mientras que el núcleo estable más pesado es uno de los cuatro isótopos del plomo (${}^{208}\text{Pb}$), que tiene 82 protones y 126 neutrones.

¿Cuál es la masa de un núcleo atómico? En principio, parece que debería ser simplemente la suma de las masas de los nucleones que lo forman. Sin embargo, la masa del núcleo es menor que esta suma, un hecho que explica por qué existen núcleos estables y no únicamente neutrones y protones libres. Para explicarlo necesitamos recordar que una de las consecuencias de la teoría de la relatividad especial, anunciada por

MASAS ATÓMICAS Y ENERGÍAS DE LIGADURA

El kilogramo y sus submúltiplos convencionales son unidades demasiado grandes para ser usadas en la medida de masas atómicas. Como el núcleo está formado por nucleones y su masa es prácticamente la del conjunto del átomo, una elección natural sería utilizar como referencia la masa del protón o la del neutrón. Sin embargo, la masa de un neutrón es ligeramente superior a la de un protón y, además, la masa de un núcleo es menor que la suma de las de sus nucleones constituyentes. Desde 1961 se define una *unidad de masa atómica* (u) o un *dalton* (Da) como la masa media de un nucleón del carbono-12. Es decir, si $M(^{12}\text{C})$ es la masa atómica de este isótopo, se define $1 \text{ u} = M(^{12}\text{C})/12$. La masa atómica del resto de isótopos conocidos puede así medirse en función de esta unidad y los resultados son siempre valores muy próximos a su número de nucleones. Por ejemplo, las masas atómicas de los isótopos estables de la plata y sus abundancias naturales aparecen en la tabla:

Isótopo	Masa atómica (u)	Abundancia relativa
^{107}Ag	106,905091	51,839 %
^{109}Ag	108,904755	48,161 %

Con estos datos puede calcularse el peso atómico de la plata (107,8682 u).

Teniendo en cuenta la equivalencia entre masa y energía de la ecuación de Einstein ($E=mc^2$), también podemos utilizar otras unidades adecuadas para las masas y las energías de los procesos nucleares. En particular, es común emplear el *megaelectronvoltio* (MeV), que equivale a un millón de electronvoltios (eV, la energía que adquiere un electrón cuando es acelerado por una diferencia de potencial eléctrico de un voltio). Estos son los valores correspondientes de la unidad de masa atómica y de las masas de los nucleones:

$$1 \text{ u} = 931,494 \text{ MeV}/c^2$$

$$m(\text{protón}) = m_p = 938,272 \text{ MeV}/c^2 = 1,007276 \text{ u}$$

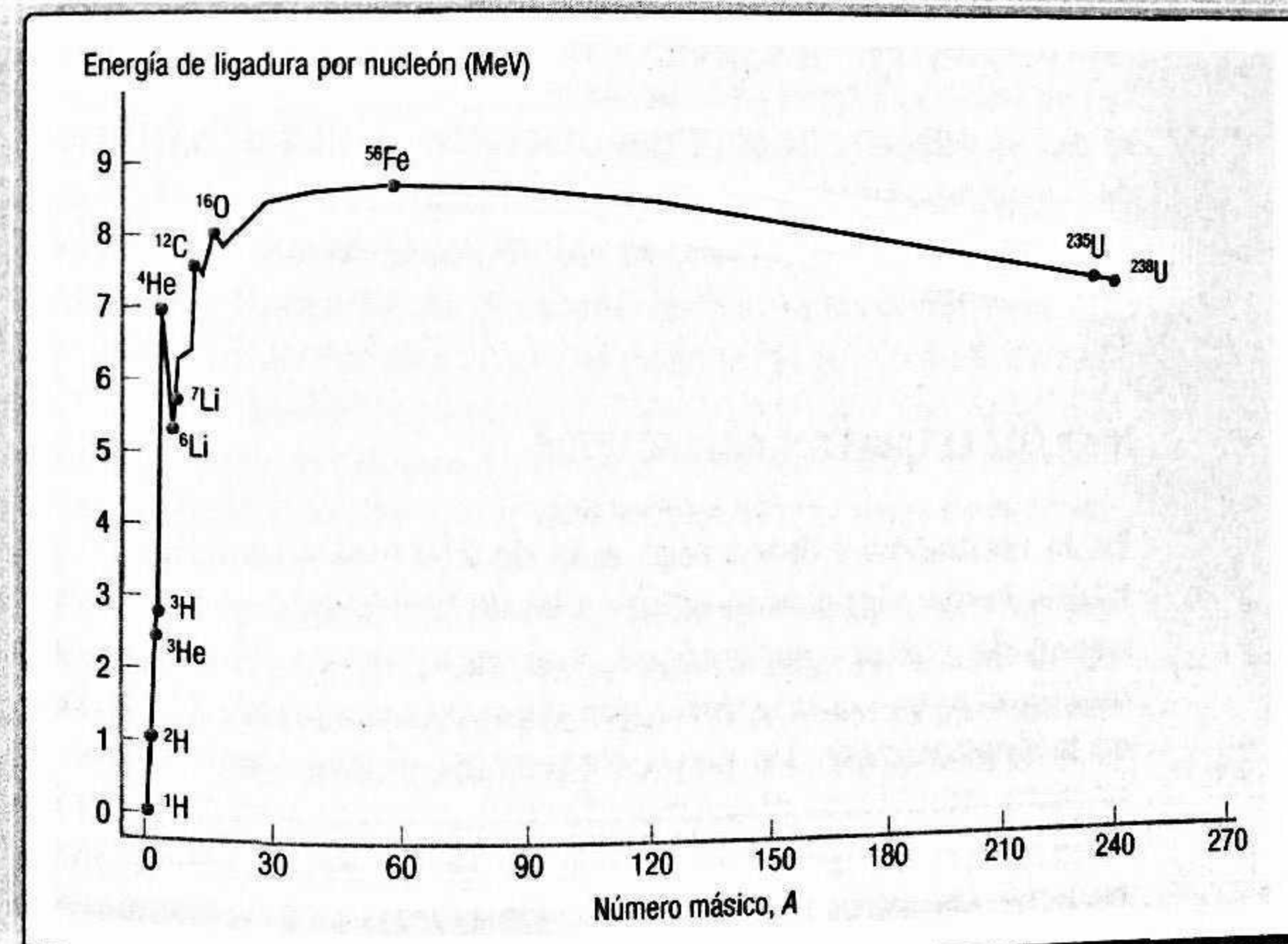
$$m(\text{neutrón}) = m_n = 939,565 \text{ MeV}/c^2 = 1,008665 \text{ u}$$

Para cada isótopo tenemos una medida de su masa atómica, $M(Z, N)$. Con este valor y el correspondiente al isótopo más sencillo del hidrógeno, podemos definir su *energía de ligadura* o *enlace nuclear* como:

$$E_L(Z, N) = [ZM(^1\text{H}) + Nm_n - M(Z, N)]c^2.$$

Esta energía, que es la que necesitaríamos para disociar el núcleo en sus nucleones correspondientes, es un parámetro fundamental para caracterizar la estabilidad del núcleo. Como la

energía de ligadura crece de manera más o menos lineal con el número másico, es muy ilustrativo representar su valor medio por nucleón (E_L/A) para los isótopos conocidos, tal como aparece en la gráfica, que reúne unas características muy interesantes. En primer lugar, la energía de ligadura por nucleón presenta un valor relativamente constante, excepto para núcleos muy ligeros, de aproximadamente 8 MeV. Este hecho nos indica que, a la escala del núcleo, la fuerza nuclear fuerte, que mantiene unidos a los nucleones, es de corto alcance y de mayor intensidad que la de repulsión electromagnética entre protones. Por otra parte, el valor de E_L/A crece rápidamente para los núcleos más ligeros, con picos en isótopos como ^{12}C , ^{16}O y, especialmente, ^4He (las llamadas *partículas alfa*). Estos núcleos son, por tanto, más estables que sus vecinos. El máximo de la estabilidad nuclear se alcanza en la región de $A=60$, en el entorno del hierro y los elementos contiguos (el núcleo más estable es el del níquel-62). Para un número másico mayor, la energía de ligadura por nucleón descende ligeramente hasta valores un 10 % por debajo del máximo en la zona del uranio. Al «ascender» por la curva de E_L/A , los isótopos son más estables, por lo que se libera energía nuclear. Para ello existen dos posibilidades: podemos hacerlo desde valores del número másico inferiores a 60, a través de la unión de núcleos ligeros para formar uno más pesado, es decir, mediante *fusión nuclear*. La otra vía es el caso opuesto, considerando núcleos con $A > 60$, que es cuando es posible obtener energía al romper un núcleo pesado y producir otros más ligeros. Es decir, mediante la *fisión nuclear*.



Albert Einstein en 1905, es la equivalencia entre masa (m) y energía (E). Condensada en la famosa ecuación $E = mc^2$, esta equivalencia nos dice que la masa es una manera muy concentrada de almacenar energía, siendo el factor que las relaciona el cuadrado de la velocidad de la luz en el vacío c , cuyo valor es 300 000 km por segundo (una aproximación del valor real, 299 792,458 km/s). La ley de conservación de la energía que caracteriza a todo proceso físico debe, por tanto, tener en cuenta que la masa es una forma de energía.

La diferencia negativa entre la masa del núcleo y las de las partículas que lo componen es un «defecto» de masa, que corresponde a la energía que se «ahorra» con respecto al estado donde los nucleones son partículas libres. Cada nucleido se caracteriza por un defecto de masa, cuyo valor absoluto es mayor cuanto más estable sea el núcleo.

Medir la masa de un núcleo atómico es complicado, ya que tendríamos que eliminar todos los electrones del átomo (es decir, ionizarlo). Por esta razón es más sencillo obtener experimentalmente los valores de las masas atómicas que, por convención, se dan en relación a la del átomo del carbono-12. Con los valores de las masas atómicas de los isótopos estables de un elemento dado, junto a sus abundancias naturales, es posible calcular su *peso atómico*.

NÚCLEOS ESTABLES Y RADIATIVOS

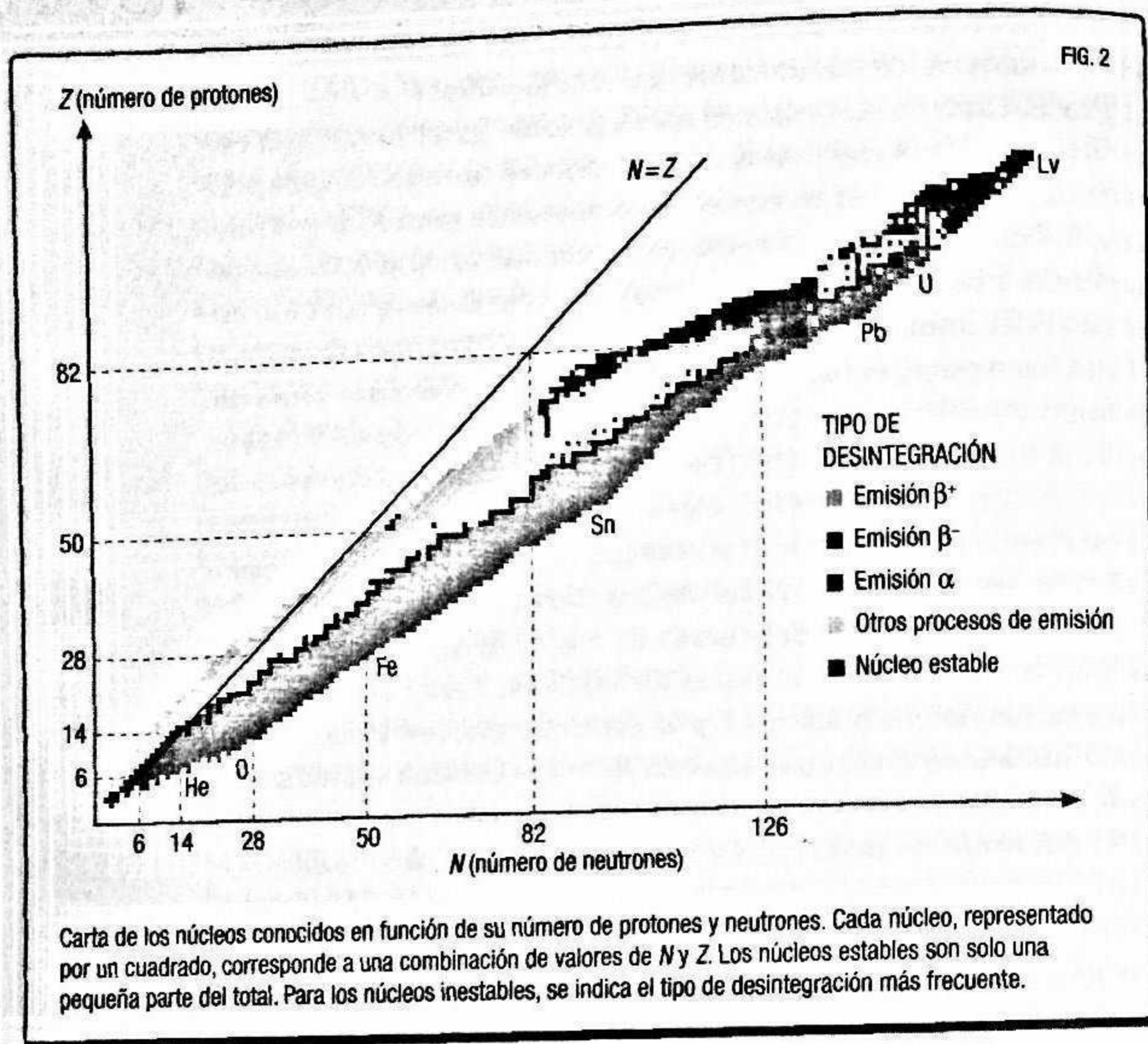
En la naturaleza existen algo más de 250 isótopos que son estables, lo que significa que nunca se ha observado que se desintegren de manera espontánea. Corresponden a 80 elementos distintos, lo que quiere decir que algunos tienen más de un único isótopo estable. De estos elementos, el que tiene el mayor número atómico es el plomo ($Z=82$), así que existen dos elementos que le anteceden en la tabla periódica que no poseen isótopos estables. Al ordenar los elementos por el número de protones de sus núcleos, se supo que quedaban dos huecos en la tabla periódica para valores de Z iguales a 43 y 61. Los elementos

correspondientes, el tecnecio y el prometio, se observaron por vez primera en los laboratorios entre 1936 y 1947.

Por encima de 82 protones no es posible tener un núcleo estable, así que los elementos con un número atómico mayor son radiactivos. En muchos casos, especialmente para Z muy grandes, los núcleos se desintegran rápidamente, en una fracción de segundo. Pero hay isótopos que «viven» mucho tiempo, como en el caso del uranio-238 (de media, unos 4500 millones de años). Hasta hace poco, el bismuto ($Z=83$) se consideraba que tenía un isótopo estable (^{209}Bi), pero ahora se sabe que no lo es, aunque su vida media ($1,9 \cdot 10^{19}$ años) supera en mil millones de veces la edad del universo. Se espera que otros núcleos pesados que ahora se creen estables no lo sean completamente, como en el caso del ^{209}Bi , aunque tengan vidas medias muy elevadas.

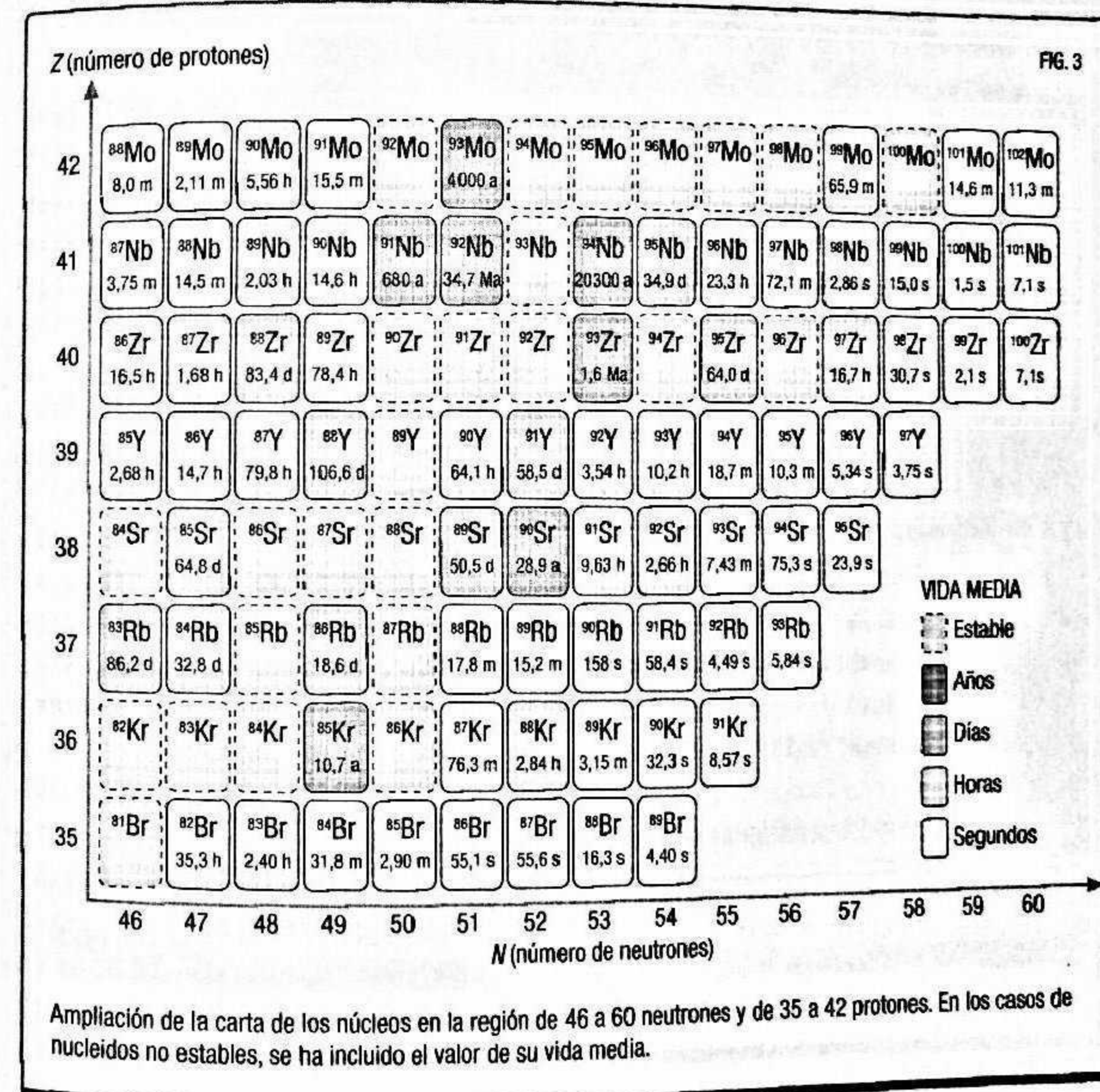
Hoy en día, además del cuarto de millar de núcleos estables, se han observado varios miles de núcleos, creados y estudiados por los físicos nucleares, y se cree que pueden existir otros 4000 nucleidos distintos, muchos de ellos de vida efímera. En todos estos núcleos encontramos, en cada caso, una combinación diferente de neutrones y protones. Todos los isótopos conocidos pueden mostrarse en una gráfica en función del número de neutrones y protones que poseen, conocida como *carta de los núcleos* (figura 2). Al igual que en las cartas de navegación, esta gráfica nos muestra cómo es posible viajar a través de ciertas combinaciones de protones y neutrones que dan lugar a la estabilidad, mientras que otras direcciones en el mapa nos conducen a núcleos radiactivos, que sufren varios tipos de desintegraciones.

En la carta de los núcleos encontramos los más de 3000 nucleidos conocidos, tanto estables como radiactivos, dispuestos en filas con el mismo número atómico o de protones y columnas con igual cantidad de neutrones. En cierto sentido, esta gráfica es una «supertabla» periódica que contiene información sobre los núcleos atómicos y su estabilidad, muy útil para los físicos nucleares. En la figura ampliada (figura 3) se distinguen los núcleos estables de los nucleidos radiactivos y se incluye el valor de la vida media de estos últimos.



Cada fila de la carta de núcleos muestra los diferentes isótopos de cada elemento. Se observa que el conjunto de núcleos estables forma una especie de arco, donde para valores bajos del número atómico tienden a presentar el mismo número de protones que de neutrones ($Z=N$). En cambio, al aumentar el número atómico, los núcleos suelen tener un número mayor de neutrones que de protones. Por ejemplo, el carbono-12 tiene seis protones y seis neutrones, mientras que, como hemos visto, los nucleones que forman el plomo-208 son neutrones en más de un 60%. El aumento del número atómico incrementa la carga eléctrica nuclear, por lo que el mayor número de neutrones proporciona al núcleo la cohesión necesaria para superar la repulsión entre los protones.

La región de la carta de nucleidos donde se encuentran los núcleos no radiactivos se conoce como *valle de la estabilidad*. Aparece en las distintas versiones de la carta, que también puede incluir otro tipo de información alternativa como, por ejemplo, la vida media de cada uno de los núcleos radiactivos. En la ampliación de la carta de la figura, que muestra una pequeña región en el entorno del único isótopo estable del itrio (^{89}Y), podemos observar cómo los núcleos son menos estables conforme nos alejamos del valle, la región donde van a terminar las cadenas de desintegración radiactiva.



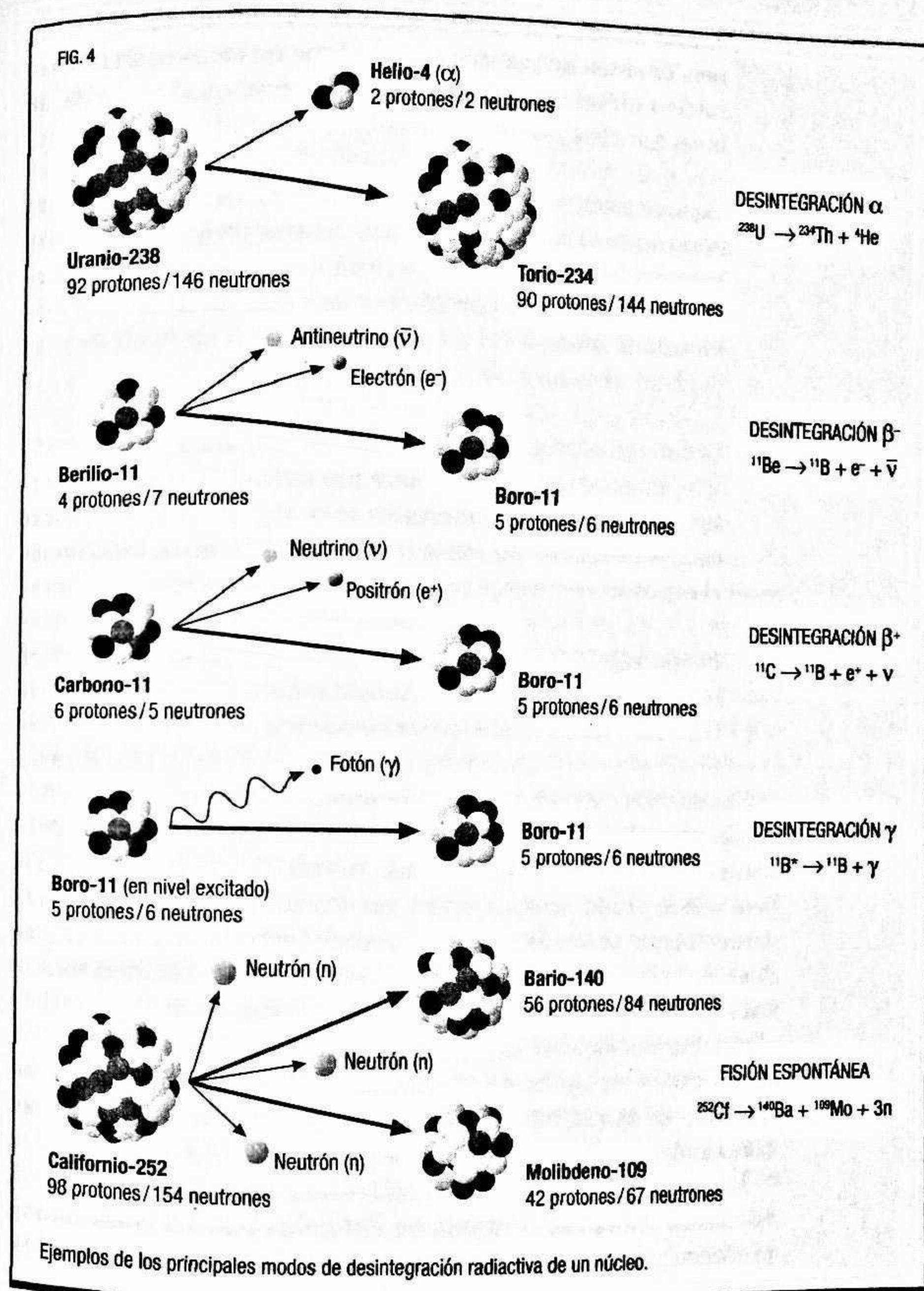
La carta de los núcleos nos muestra qué combinaciones de neutrones y protones son inestables, pero no nos indica cuánto. La manera cuantitativa de medir la estabilidad es a través de la energía de ligadura por nucleón de cada isótopo, que presenta valores máximos en la región del valle cercana al hierro y sus elementos vecinos. Si imaginamos una versión tridimensional de la carta de núcleos, donde la elevación fuera proporcional a su estabilidad, la región de nucleidos estables formaría una cadena montañosa con alturas máximas en la zona del hierro.

DESINTEGRACIONES RADIATIVAS

Como en cualquier sistema físico, un núcleo atómico tiende a estar en el estado de menor energía posible. En algunos casos esto provoca que el núcleo sea inestable y se desintegre dando lugar a uno o varios núcleos «hijos» y diversos tipos de partículas elementales. Este fenómeno físico, que llamamos radiactividad, fue descubierto por Henri Becquerel en 1896. Los núcleos pueden desintegrarse de varias maneras y los diversos tipos de procesos radiactivos fueron descritos en los primeros años del siglo XX por investigadores como Ernest Rutherford y el matrimonio formado por Pierre y Marie Curie, entre otros.

En un proceso radiactivo, al cambiar a un estado más estable el núcleo pierde una pequeña cantidad de masa que corresponde a la energía liberada, que se emplea en crear las partículas salientes y dotarlas de energía cinética, o bien se emite como radiación electromagnética. Los principales modos de desintegración radiactiva de un núcleo (figura 4) son los siguientes:

- Desintegración alfa (α): se emite un núcleo de ${}^4\text{He}$, llamado también partícula α (aunque no sea elemental). Es típica de núcleos pesados con un exceso de nucleones.
- Desintegración beta negativa (β^-): además del núcleo hijo, donde un neutrón se ha transformado en protón, se producen dos partículas elementales distintas (un electrón y un

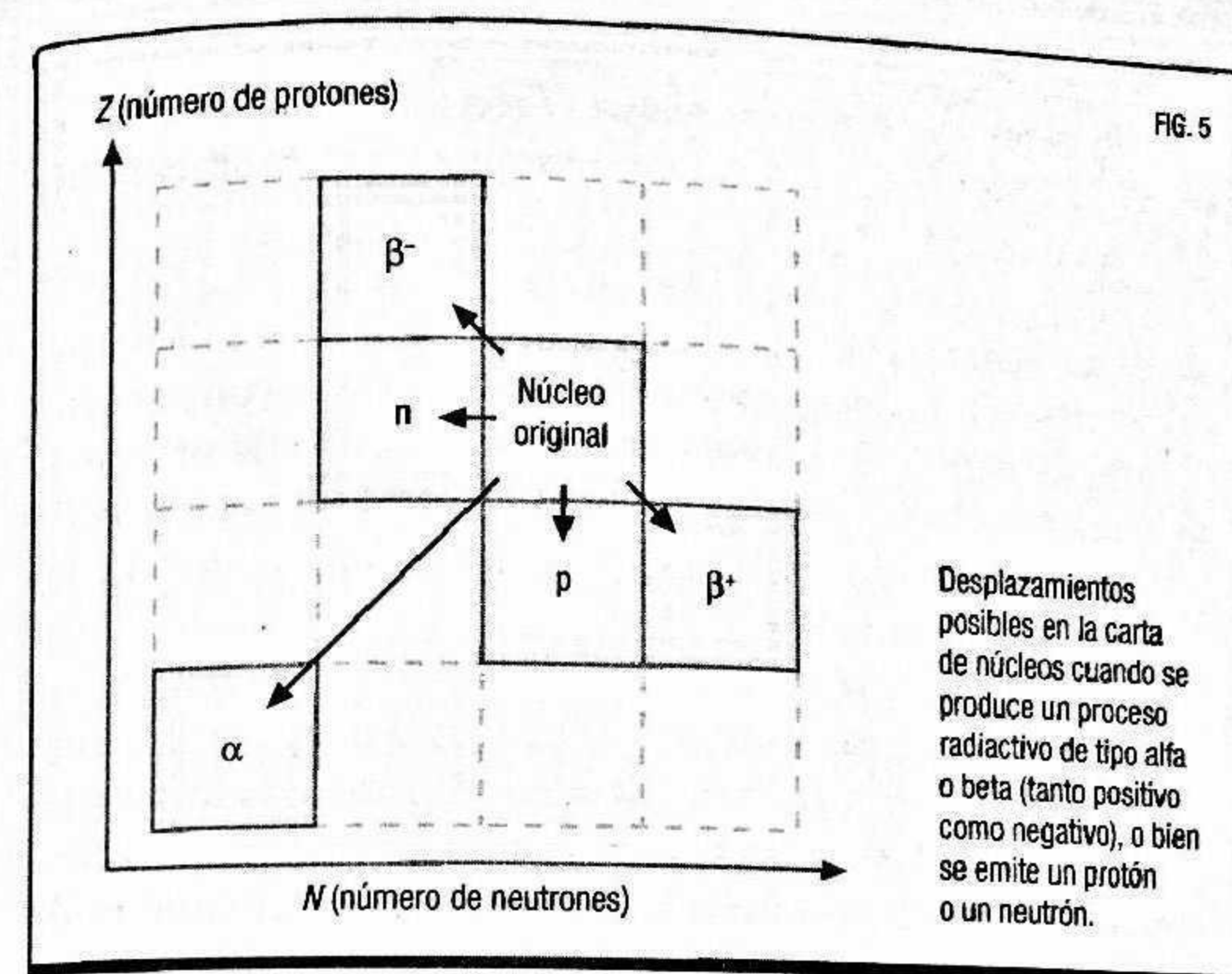


antineutrino). Habitual en núcleos con demasiados neutrones, también un neutrón aislado (que no forma parte de un núcleo atómico) sufrirá una desintegración β^- al cabo de unos minutos.

- Desintegración beta positiva (β^+): un protón pasa a ser un neutrón en el núcleo y se emiten dos partículas (un positrón y un neutrino). Típica de núcleos con exceso de protones. Como alternativa, el protón puede capturar un electrón de un orbital interno del átomo y dar lugar a un neutrón y un neutrino (*captura electrónica*).
- Desintegración gamma (γ): el núcleo original pasa al estado fundamental de energía emitiendo radiación electromagnética. Los protones y neutrones se reorganizan en el núcleo, pero su número no varía y no se produce un cambio de elemento.
- Fisión espontánea: un núcleo se rompe en varios núcleos hijo, sin necesidad de aportación externa de energía. Sucede, sobre todo, en los casos de núcleos muy pesados.

En muchos casos la desintegración de un núcleo produce dos o más procesos radiactivos, separados por un breve periodo de tiempo. Por ejemplo, como consecuencia de un proceso alfa o beta puede producirse un núcleo en un estado de energía no fundamental que se desexcita rápidamente (entre 10^{-12} y 10^{-16} segundos). Existen otros tipos de desintegración de un núcleo menos habituales, como por ejemplo la emisión espontánea de un nucleón. Puede suceder si presenta un gran exceso de protones o neutrones, y es típica de los nucleidos que están más alejados del valle de la estabilidad, en la frontera de la carta de núcleos conocidos.

Excepto en el caso de la desintegración gamma, cuando un núcleo se desintegra cambia su configuración de neutrones y protones y pasa a ocupar otro lugar en la carta de los nucleidos, tal y como se muestra en la figura 5. Si el núcleo producido

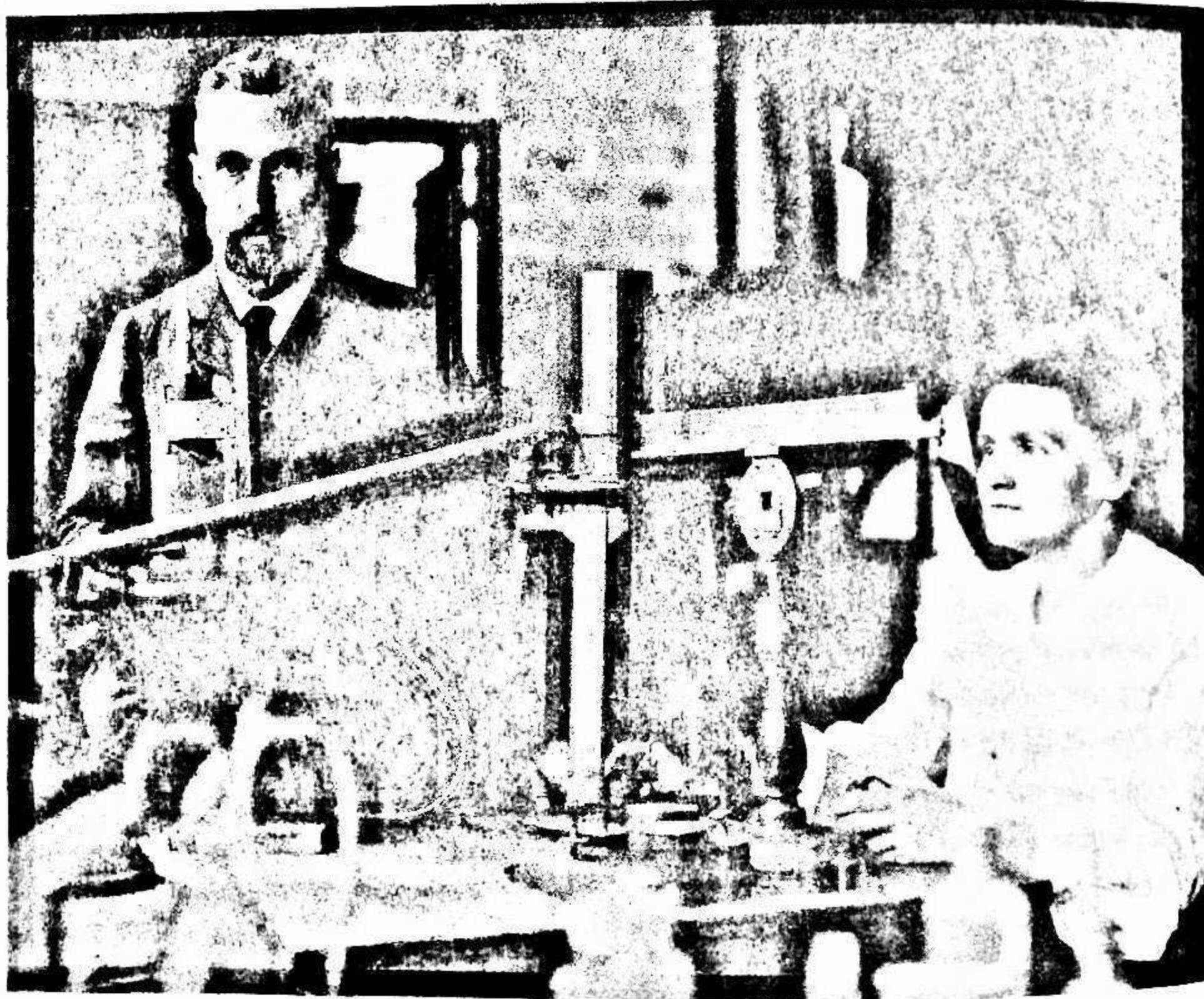


no es estable, sufrirá a su vez otra desintegración radiactiva. Cuando se produce una serie de transformaciones de este tipo obtenemos una *cadena de desintegración* que da lugar a múltiples isótopos hasta alcanzar un núcleo estable. Por ejemplo, el uranio-238, presente en la naturaleza, inicia una cadena radiactiva que termina en el plomo-206 tras pasar por otros 13 núcleos intermedios. Entre ambos hay una diferencia de 32 nucleones (de los cuales, diez son protones), que se consigue a través de ocho desintegraciones alfa y seis beta negativas.

Los procesos de desintegración radiactiva son muy dispares, tanto por el tipo de transformación que producen en el núcleo como por las partículas que emiten o por la rapidez en que ocurren. Sus diferencias están ligadas a la fuerza fundamental que origina la desintegración. Los procesos gamma y beta son debidos a la fuerza electromagnética y la fuerza nuclear débil, respectivamente. En cambio, en las desintegraciones alfa y en los procesos de fisión espontánea es la repulsión electromagnética la que consigue vencer la cohesión originada por la fuerza nuclear fuerte.

LOS CURIE: LA FAMILIA CON MÁS PREMIOS NOBEL

Marie Curie (1867-1934), seguramente la científica más conocida de la historia, fue una de las pioneras del estudio de los procesos radiactivos. Nacida en Polonia como Maria Skłodowska, tuvo que trasladarse a París porque en su país la universidad no admitía a mujeres. Allí conoció a Pierre Curie (1859-1906), un profesor universitario con quien se casó en 1895. Pierre apoyó a Marie en el desarrollo de una tesis doctoral sobre la radiación descubierta por Becquerel. El éxito de sus resultados animó a Pierre a unirse a las investigaciones de Marie, comenzando una colaboración ejemplar que condujo al descubrimiento de nuevos elementos químicos, como el polonio y el radio (un elemento más de un millón de veces más radiactivo que el uranio). Junto a Henri Becquerel, ambos recibieron el premio Nobel de Física en 1903 por sus investigaciones sobre los fenómenos radiactivos. Además, a Marie le otorgaron el premio Nobel de Química en 1911 por el descubrimiento del polonio y el radio. Marie Curie es la única persona que ha ganado dos premios Nobel en dos disciplinas científicas diferentes.



Pierre y Marie Curie se conocieron en 1894 y un año más tarde se casaron. La ciencia fue un fuerte vínculo de unión entre ellos.



Al igual que su madre, la hija mayor de Marie Curie se casó con un científico, Frédéric Joliot-Curie, con el que aparece en la imagen.

La saga continúa

La hija mayor de los Curie, Irène (1897-1956), también desarrolló una carrera investigadora con importantes resultados en física nuclear. Junto a su marido Frédéric Joliot (1900-1958), demostró que un material estable podía convertirse en radiactivo si era expuesto a una radiación específica. Este fenómeno, conocido como radiactividad artificial o inducida, cumplía el sueño de los antiguos alquimistas al transformar un elemento en otro. Por su estudio, Irène y Frédéric recibieron el premio Nobel de Química en 1935.

Un legado para la posteridad

Los Curie también fueron pioneros en la aplicación de la física de partículas a la medicina, especialmente la radioterapia, en los primeros años del siglo xx. Tanto Marie como Irène padecieron enfermedades debidas probablemente a las radiaciones a las que estuvieron expuestas en su trabajo, cuando sus efectos sobre la salud todavía eran desconocidos. En la actualidad, en honor a Marie, la Comisión Europea ofrece un programa de ayudas científicas llamado Marie Skłodowska-Curie para favorecer la movilidad internacional de investigadores de todos los campos científicos.

Las desintegraciones radiactivas son un caso particular de proceso nuclear, con un único núcleo inestable en el estado inicial. En general, podemos considerar reacciones entre varios núcleos atómicos. Se escriben de manera similar a una reacción

Un científico en su laboratorio no es tan solo un técnico: también es un niño enfrentado a fenómenos naturales que lo impresionan como si se tratara de cuentos de hadas.

MARIE CURIE

química pero, a diferencia de esta, pueden aparecer partículas elementales (como un electrón o un neutrino) y los núcleos en el estado final pueden ser de elementos diferentes a los iniciales.

En una reacción nuclear existen varias leyes de conservación que deben cumplirse. Entre otras cantidades, se conserva la energía (incluyendo la masa como forma de energía), la carga eléctrica y el número másico o cantidad total de nucleones. Así, en la reacción nuclear ${}^A_1X + {}^A_2Y \rightarrow {}^A_3A + {}^A_4B$ se cumple la condición $A_1 + A_2 = A_3 + A_4$.

Teniendo en cuenta los núcleos presentes en los estados inicial y final de una reacción, es posible hallar la cantidad de energía que se libera o se necesita. Para ello, basta con calcular la diferencia entre las energías de las masas: $Q = [(m_1 + m_2) - (m_3 + m_4)] c^2$. Un proceso nuclear es *exotérmico* si Q es mayor que cero y produce una liberación de energía. Por el contrario, cuando $Q < 0$ la reacción es *endotérmica* y necesitará de una aportación externa de energía para producirse.

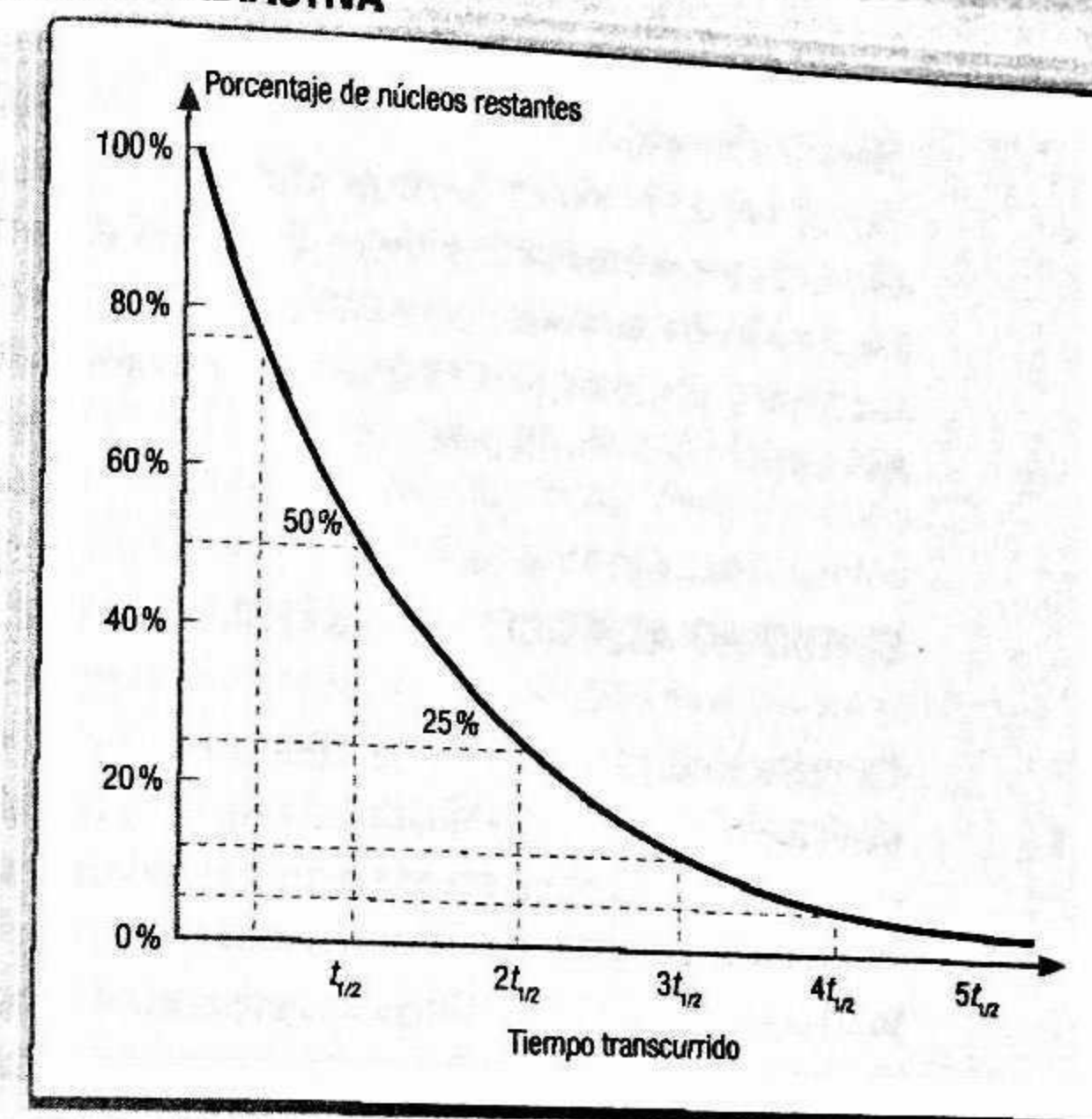
Llamamos *fisión nuclear* a una reacción donde un núcleo se fragmenta en otros más pequeños. Ocurre normalmente en el caso de núcleos muy masivos, cuando el proceso es exotérmico y da lugar a una cantidad elevada de energía. Es el tipo de reacción que se utiliza para la producción de energía eléctrica en los reactores nucleares comerciales, donde se bombardea el combustible fisible de uranio con neutrones. La reacción típica es la siguiente:



donde los núcleos más ligeros que resultan pueden ser de otros elementos. Los neutrones salientes, una vez reducida su energía,

LA LEY DE DESINTEGRACIÓN RADIATIVA

Una propiedad importante de los procesos radiactivos es que son aleatorios. Esto significa que no podemos predecir el instante exacto de la desintegración de un núcleo particular de un elemento radiactivo. Sin embargo, sí podemos estimar la probabilidad de que una desintegración ocurra en un periodo de tiempo dado, a través de la *ley de desintegración radiactiva*. Esta ley nos permite calcular la cantidad de núcleos de una muestra inicial



que se desintegran, en promedio, al cabo de un tiempo. Se observa experimentalmente que la actividad de una muestra radiactiva, es decir, la cantidad de núcleos que se desintegran por unidad de tiempo, es proporcional al número de núcleos existentes en cada momento. Así, el número de núcleos iniciales N_0 se reduce con el tiempo de manera exponencial, de acuerdo con la fórmula:

$$N(t) = N_0 e^{-\lambda t},$$

tal y como se muestra en el gráfico. La constante λ es distinta para cada tipo de núcleo radiactivo. Es sencillo calcular el tiempo necesario para reducir el número inicial de núcleos de una muestra radiactiva a la mitad. Se obtiene un valor relacionado con la constante de proporcionalidad λ :

$$t_{1/2} = \ln 2 / \lambda.$$

Llamamos a $t_{1/2}$ *periodo de semidesintegración* o *semivida* de un cierto elemento radiactivo, que puede tomar valores desde una fracción de segundo hasta miles de millones de años. Por ejemplo, la semivida del uranio-238 es de casi 4 500 millones de años, mientras que la del carbono-14 es de 5 730 años. Este último isótopo se utiliza para la datación de muestras orgánicas con una antigüedad de hasta unos 50 000 años.

pueden romper otros núcleos de uranio y continuar la reacción en cadena controlada.

El caso contrario a la fisión es una reacción donde dos núcleos, generalmente ligeros, se encuentran lo suficientemente cerca para unirse y formar otro más pesado. Este proceso se llama *fusión nuclear* y tiene lugar en el interior de las estrellas. La fusión es la manera habitual de crear núcleos de nuevos elementos químicos, por lo que repasaremos sus principales vías en los siguientes capítulos.

EL NÚCLEO ATÓMICO: UN SISTEMA COMPLEJO

El principal objetivo de la física nuclear es explicar las propiedades de los núcleos atómicos en términos de modelos matemáticos de su estructura y su comportamiento. Sin embargo, los núcleos son sistemas físicos compuestos por varios o muchos nucleones que interaccionan entre sí. El problema debe resolverse, necesariamente, con ecuaciones de la mecánica cuántica que incluyan tanto los efectos de la fuerza nuclear fuerte, que sienten tanto protones como neutrones, como la repulsión electrostática entre protones. Se trata de ecuaciones de muchos cuerpos que son difíciles de resolver. De hecho, ninguno de los modelos nucleares puede explicar completamente los datos experimentales de la estructura de los núcleos. Existen, no obstante, maneras de abordar el problema a través de ciertas aproximaciones que dan lugar a predicciones que permiten describir muchas de las propiedades observadas de los núcleos.

En una de las clases de modelos nucleares se considera la interacción efectiva de uno de los nucleones constituyentes con el resto del núcleo. Un ejemplo es el llamado *modelo de capas*, que tiene una filosofía similar al modelo atómico que describe los orbitales donde pueden encontrarse los electrones. En este modelo es posible hallar los estados de energía cuantizados de los nucleones (separados para neutrones y protones). Un núcleo dado está en un estado fundamental donde sus nucleones se encuentran en el nivel mínimo de energía. Al igual que puede ocu-

rrir con un electrón en un átomo, los nucleones pueden acceder a un nivel de mayor energía y llevar al núcleo a un estado excitado (regresando al fundamental a través de un proceso gamma).

El modelo de capas explica propiedades básicas de los núcleos, y entre ellas la existencia de ciertos valores del número de neutrones ($N=2, 8, 20, 28, 50, 82, 126$) o de protones ($Z=2, 8, 20, 28, 50, 82$) que conducen a núcleos más esféricos y estables que sus vecinos. Se denominan *números mágicos* y corresponden a los casos donde los nucleones llenan completamente las capas correspondientes. Varios núcleos (^4He , ^{16}O , ^{40}Ca , ^{208}Pb) tienen alguno de estos valores tanto para neutrones como para protones y se llaman *doblemente mágicos*. Estos núcleos son los más estables y son más abundantes en el universo que sus vecinos, excepto el hidrógeno.

En otro tipo de modelos nucleares no se consideran los estados individuales de los nucleones y solo interesa determinar su movimiento conjunto. Un ejemplo de estos modelos, llamados colectivos, es el *modelo de la gota líquida*, donde el núcleo se trata como un fluido incompresible, formado por nucleones, y sus propiedades se describen en función de parámetros típicos de un líquido relacionados con su volumen, tensión superficial, etc. Este modelo permite describir el comportamiento observado de la energía de ligadura por nucleón y es muy útil para entender cómo un núcleo puede deformarse hasta romperse en dos más ligeros en una fisión nuclear.

El modelo de capas y el de la gota líquida representan dos extremos del comportamiento de los nucleones en el núcleo. Existen otros modelos llamados *unificados* que intentan asociar predicciones del modelo de capas con el modelo colectivo.

La nucleosíntesis primordial

El primer paso de la creación de los elementos ocurrió durante la infancia del universo. La nucleosíntesis primitiva, limitada a los elementos más ligeros, produjo la materia prima para la formación de las primeras estrellas y constituye una prueba sólida del modelo cosmológico del Big Bang.

La búsqueda del lugar y el momento de la generación de los elementos químicos ha constituido una difícil misión para los científicos. La empresa comenzó hace aproximadamente un siglo, cuando quedó claro que la identidad de cada elemento reside en el número de protones del núcleo atómico. La producción de nuevos elementos implica la transmutación de los núcleos, es decir, la existencia de reacciones nucleares lo suficientemente efectivas para dar lugar a las abundancias que observamos. Como las medidas muestran que, en general, los elementos más pesados son mucho menos frecuentes, los principales modos de la nucleosíntesis deben estar relacionados con la unión o fusión de núcleos más ligeros.

La interacción fuerte es la responsable de que núcleos con varios o muchos nucleones se mantengan estables a pesar de la existencia de una repulsión electrostática entre sus protones. Sin embargo, esta fuerza solo actúa a escalas pequeñísimas, del orden del fermi (equivalente, recordemos, a 10^{-15} m). La formación de núcleos mediante la fusión de otros más ligeros únicamente es posible en un ambiente con las condiciones adecuadas, sobre todo de alta temperatura, que no son muy habituales en el universo. Durante la tercera y la cuarta década del siglo pasado,

a partir de la hipótesis de que el Sol y otras estrellas generaban la mayor parte de su energía mediante reacciones termonucleares de fusión, se estableció también que la nucleosíntesis tendría lugar en el interior estelar. Sin embargo, las observaciones indicaban que la abundancia de helio, relativa a la del hidrógeno, parecía ser demasiado grande para provenir exclusivamente de la fusión nuclear en las estrellas.

Más o menos en paralelo a los avances en física nuclear, una serie de observaciones sobre la distancia y la velocidad de estructuras como las galaxias dio un vuelco a la imagen que se tenía sobre el cosmos. El descubrimiento de la expansión del universo condujo a nuevos estudios sobre su evolución y su origen y, en particular, a plantear qué consecuencias tendría que durante sus primeras fases presentara un estado denso y muy caliente. De hecho, en un primer momento se postuló que todos los elementos químicos se habrían formado durante una etapa temprana del universo. Como veremos más adelante, la rápida expansión cosmológica impidió la creación de los núcleos de la mayor parte de los elementos. La *nucleosíntesis primordial* o *primitiva*, llamada así para diferenciarla de la que ocurre en las estrellas, fue el origen únicamente de los isótopos de los elementos más ligeros: hidrógeno, helio y trazas de litio.

LA EXPANSIÓN DEL UNIVERSO

Hasta la década de 1920 la cosmología, es decir, el estudio del universo en su conjunto, solo incluía el conjunto de estrellas presente en nuestra propia galaxia. En esa época se descubrió que algunas de las nebulosas que podían verse con los telescopios terrestres se encontraban muy alejadas de las partes más externas de nuestra Vía Láctea. Son, en realidad, galaxias distantes que observamos gracias a su luz, la cual, como mínimo, ha tardado millones de años en llegar a la Tierra. De improviso, el tamaño del universo crecía en un factor enorme.

En 1929, las medidas realizadas por el astrónomo estadounidense Edwin Hubble demostraron que casi todas las galaxias

que podemos observar se están alejando de nosotros. Lo que sucede es que el espacio entre dos puntos del universo aumenta con el tiempo, y lo hace a mayor velocidad cuanto más elevada es la distancia que los separa. Se trata de la expansión del universo, una de las características del modelo cosmológico actual. La base de este modelo es el conjunto de ecuaciones de la teoría de la relatividad general de Einstein, que nos dicen que la evolución del cosmos depende de cómo está formado en cada momento. Es decir, es el contenido total de materia y energía del universo el que fija el ritmo de su expansión y, en particular, si esta se frena o se acelera.

La parte observable del universo actual contiene muchos miles de millones de galaxias que, a su vez, están formadas por miles de millones de estrellas. En cambio, durante su infancia presentaba un aspecto muy diferente. De hecho, si consideramos su evolución hacia atrás, la expansión se convierte en contracción, de tal manera que el llamado universo primordial era denso y caliente, sin las estructuras que nos resultan familiares como los planetas, las estrellas o las galaxias.

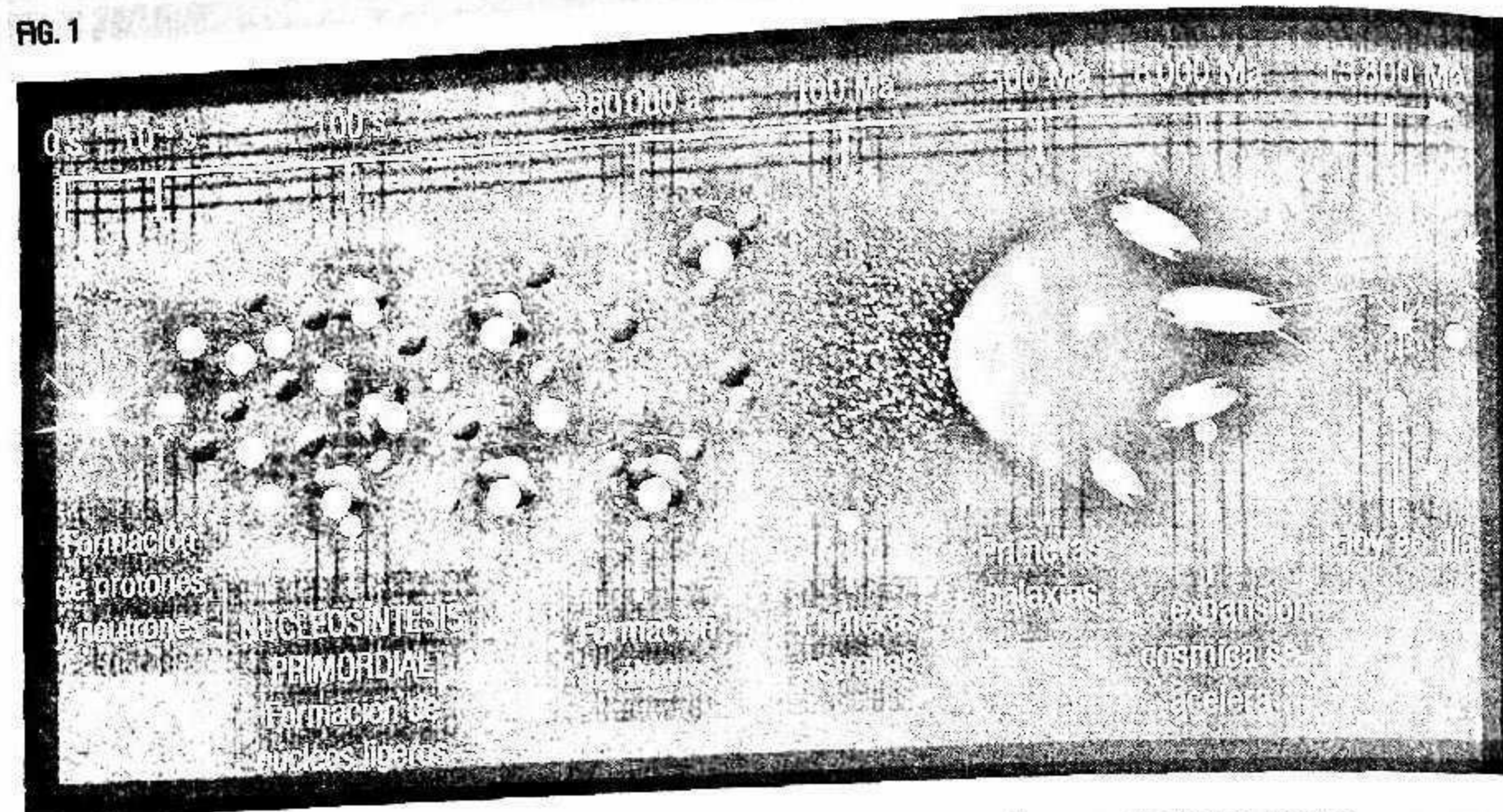
El universo (véase su evolución en la figura 1) nació hace unos 13800 millones de años con la «Gran Explosión» o Big Bang, que da nombre al modelo cosmológico, expresión que no se debe entender de manera literal. El mismo origen del universo escapa por ahora a nuestra comprensión, pero los cosmólogos poseen una buena descripción de lo que sucedió desde una millonésima de segundo más tarde (aunque existen ideas bien cimentadas de lo que ocurrió desde unos 10^{-33} segundos después del inicio).

La expansión del universo provoca su enfriamiento. Durante sus primeras etapas, su temperatura disminuyó constantemente desde valores increíblemente elevados. Estos cambios dieron lugar a variaciones, tanto en las partículas que estaban presentes como en las interacciones entre ellas. Por ejemplo, una milloné-

Cada vez que nuevos datos corroboran que hubo un Big Bang la gente quiere saber qué hubo previamente. Y si lo averiguamos nos preguntaremos ¿y qué había, antes de eso?

JOHN C. MATHER, ASTROFÍSICO Y PREMIO NOBEL

FIG. 1



Esquema de la evolución temporal del universo, donde se indican algunas de sus principales etapas.

simas de segundo tras el Big Bang las fuerzas electromagnética, fuerte y débil (que junto a la gravitatoria constituyen las cuatro interacciones fundamentales) ya presentaban un carácter distinto. Hasta ese momento, el universo era una especie de «sopa» caliente de partículas elementales, que incluía aquellas que ya conocemos como los quarks, los electrones (y sus partículas «hermanas» pesadas de la segunda y la tercera familia) y los neutrinos. Pero con el descenso de la temperatura los quarks pasaron de ser partículas libres a estar confinadas en otras partículas compuestas. Por ejemplo, los quarks arriba y abajo (*up* y *down*) se combinaron para formar protones y neutrones, pero todavía no existían los núcleos atómicos.

Cuando el universo tenía unos cuantos segundos de vida, su temperatura era del orden de mil millones de grados y el inventario cósmico incluía principalmente los siguientes tipos de partículas: protones, neutrones, electrones, neutrinos y fotones (las partículas que forman la radiación electromagnética). El ritmo de expansión del universo estaba fijado por las partículas relativistas, es decir, aquellas que no tienen masa o que su valor es

muy pequeño en relación a su energía. En ese periodo, los neutrinos y los fotones se repartían el dominio del universo: aproximadamente un 40% para los primeros y un 60% para las partículas de la luz.

Fue en esa fase de la evolución cósmica cuando las condiciones se volvieron adecuadas para que parte de los protones y neutrones se unieran y formaran núcleos de elementos ligeros como el helio. A ese periodo se le llama *nucleosíntesis primordial* y lo describiremos con más detalle en este capítulo. Cuando finalizó, el universo contenía tanto núcleos (prácticamente todos de hidrógeno y helio) como electrones, pero no formaban todavía átomos porque todos ellos interactuaban de manera muy frecuente con los fotones. Este estado de la materia se llama *plasma*.

La expansión seguía frenándose cuando, unos 50 000 años tras el Big Bang, la contribución de la materia (partículas no relativistas) superó a la de la radiación. Más tarde, 380 000 años tras el inicio, la temperatura cósmica todavía se situaba por encima de unos 3 000 grados, pero ya era lo bastante baja para ralentizar a los electrones, que finalmente fueron capturados por los núcleos para formar los primeros átomos en un proceso llamado *recombinación*. Desde ese momento, los fotones dejaron de interactuar con los átomos neutros y comenzaron a atravesar el espacio sin obstáculos. El universo se tornó transparente. Unos cientos de millones de años después nació la primera generación de estrellas gracias al colapso gravitatorio de la materia. Más tarde, y a mayor escala, se formaron las galaxias y sus agrupaciones (los cúmulos de galaxias), hasta dar lugar a las estructuras que observamos en la actualidad en el universo.

El conjunto de los fotones remanentes de la época de la recombinación es el fondo cósmico de microondas (FCM, o *Cosmic Microwave Background*, CMB), llamado así porque la expansión del universo ha «estirado» tanto la longitud de onda de esta radiación electromagnética que, hoy en día, se halla en la región del espectro correspondiente a las microondas. El FCM, intuido desde la década de 1940 pero finalmente descubierto en 1964 por los físicos Arno Allan Penzias y Robert Woodrow Wilson, presenta una temperatura actual muy pequeña, pero no

nula, de 2,73 K (-270,42 °C). La intensidad del FCM que podemos medir en diferentes regiones del cielo es extraordinariamente uniforme. Sin embargo, no es exactamente igual. Gracias a las medidas del satélite COBE de la NASA, en 1992 se descubrió que el FCM presenta variaciones muy pequeñas, del orden del 0,001%. Estas «arrugas» del cosmos también estaban presentes en la distribución de materia del universo joven, siendo las semillas de las galaxias y otras estructuras más grandes que surgieron después por la acción de la gravedad. Estas irregularidades podrían ser una de las consecuencias de la existencia de una etapa muy temprana del universo (quizá 10^{-34} segundos tras el Big Bang) que llamamos *inflación*, una teoría desarrollada a partir de la década de 1980. Sin entrar en detalles, la inflación es un periodo de expansión exponencial del universo guiada por la energía de un nuevo campo (el *inflatón*), que explicaría varias propiedades básicas del cosmos.

En nuestro siglo, las pequeñas variaciones o anisotropías del FCM han sido medidas con exquisita precisión. Por ejemplo, gracias a las observaciones de los satélites WMAP (*Wilkinson Microwave Anisotropy Probe*) de la NASA y, más recientemente, del satélite Planck de la Agencia Espacial Europea (ESA). El análisis de sus datos, junto a otros conjuntos de medidas cosmológicas, como el ritmo actual de la expansión o la distribución de estructuras a gran escala, permite fijar la «receta» del contenido en materia o energía del universo actual. Solo el 5% corresponde a la materia ordinaria, formada por las partículas y los átomos descritos en capítulos anteriores y que son la base de las estrellas, los planetas y nosotros mismos. Es decir, la parte del cosmos constituida por los elementos químicos cuyo origen exploramos en este libro. En cambio, todavía ignoramos qué es el otro 95% del total de la masa o energía del universo.

La parte más significativa del cosmos actual está constituida por las llamadas «componentes oscuras». La contribución de la materia oscura es unas cinco veces superior a la de la materia ordinaria: aproximadamente un 27% del contenido del universo. El 68% restante corresponde al ingrediente más extraño del cosmos: la energía oscura. La materia y la energía oscuras tienen en

común algunos aspectos: ambas son invisibles y se encuentran por todas partes. Sin embargo, su naturaleza es absolutamente diferente.

La materia oscura, constituida por un tipo desconocido de partículas masivas, no se distribuye de igual manera en el universo. Se encuentra sobre todo formando enormes halos en el interior y alrededor de las galaxias, pero no emite ningún tipo de radiación electromagnética. Sabemos de su existencia por los efectos gravitatorios que causa su masa invisible, observables en estructuras como las galaxias. La búsqueda experimental de la materia oscura se está llevando a cabo de varias formas. Una es de manera directa, con detectores situados en laboratorios subterráneos excavados en el interior de una montaña o situados en las galerías profundas de una mina, para reducir la interferencia causada por los rayos cósmicos, es decir, aquella radiación formada por partículas subatómicas procedentes del espacio exterior. Al mismo tiempo, se buscan también las señales originadas por los productos de las interacciones de la materia oscura, tanto en los detectores de partículas cósmicas de alta energía como en los aceleradores de partículas, como el LHC (*Large Hadron Collider*) de la Organización Europea para la Investigación Nuclear o CERN (acrónimo del nombre original en francés «Conseil Européen pour la Recherche Nucléaire»).

La energía oscura es la responsable de que la expansión actual del universo sea cada vez más rápida, en lugar de frenarse, como sería lo esperado si solo estuviera formado por materia (oscura u ordinaria). Los primeros indicios de la existencia de la energía oscura se obtuvieron en 1998, cuando las medidas de un gran número de un cierto tipo de supernovas mostraron que el ritmo de expansión del cosmos se estaba acelerando. Se trata de una cierta forma de energía presente en todo el espacio, distribuida de manera uniforme. Localmente, la densidad de energía oscura es diminuta, pero su contribución global es muy grande porque ocupa también grandes regiones del cosmos donde prácticamente no hay materia. Por el momento, sobre el origen y la naturaleza de la energía oscura los cosmólogos solo tienen ideas especulativas.

PRIMERO SE CREARON LOS NÚCLEOS MÁS LIGEROS

Los protones y los neutrones son la base de la nucleosíntesis en el universo temprano. Los dos tipos de nucleones constituyen el primer peldaño de la formación de los núcleos de los elementos más ligeros, cuyos principales isótopos se muestran en la figura 2. Cuando el universo tenía algo menos de un segundo de edad, protones y neutrones se encontraban libres, sin formar parte de núcleos. Sometidos a una temperatura de varios miles de millones de grados, era muy frecuente que se relacionaran entre ellos y con otras partículas presentes, como los electrones y sus antipartículas (los positrones), los neutrinos y los fotones. Como consecuencia de esta situación, que llamamos de *equilibrio térmico*, la cantidad de cada tipo de partícula queda determinada por el valor de su masa. Protones y neutrones poseen una masa muy parecida que, como hemos visto, es ligeramente superior a una unidad de masa atómica. Pero como los neutrones son algo más pesados que los protones, estos últimos eran un poco más numerosos. Como la diferencia entre el número de neutrones y el de protones crece con la disminución de la temperatura, el cociente entre ambas cantidades siguió descendiendo con la expansión del universo.

El equilibrio entre protones y neutrones quedaba fijado por el primer conjunto de reacciones mostrado en la figura 3. Todas son debidas a la fuerza nuclear débil y en ellas están involucrados los neutrinos electrónicos, es decir, solo los de la primera familia de las partículas elementales (los otros dos tipos de neutrinos son los muónicos y los tauónicos). El primer proceso es la desintegración de un neutrón, que en un primer instante todavía no era efectiva. Los otros dos procesos débiles pueden transformar un protón en un neutrón (o viceversa), absorbiendo un electrón o un positrón, respectivamente. Por debajo de un cierto valor de la temperatura cósmica, unos 0,7 MeV, la expansión del universo provocó el cese efectivo de estas dos reacciones. En ese momento, el cociente entre neutrones y protones era, aproximadamente, igual a 1/6. En ausencia de interacciones, este valor permanecería constante, pero unos minutos después las desintegraciones de los neutrones comenzaron a reducir aún más su número.

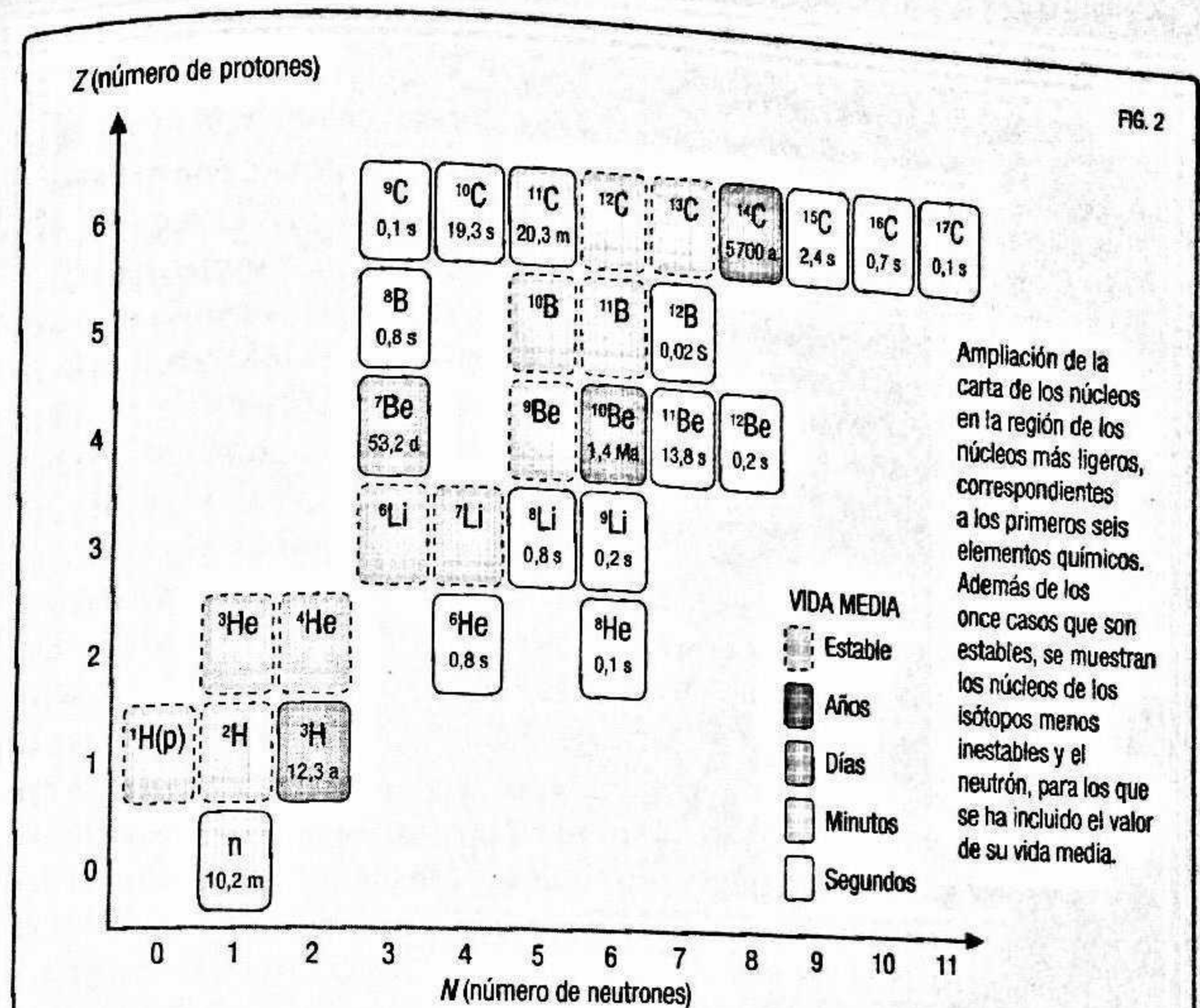
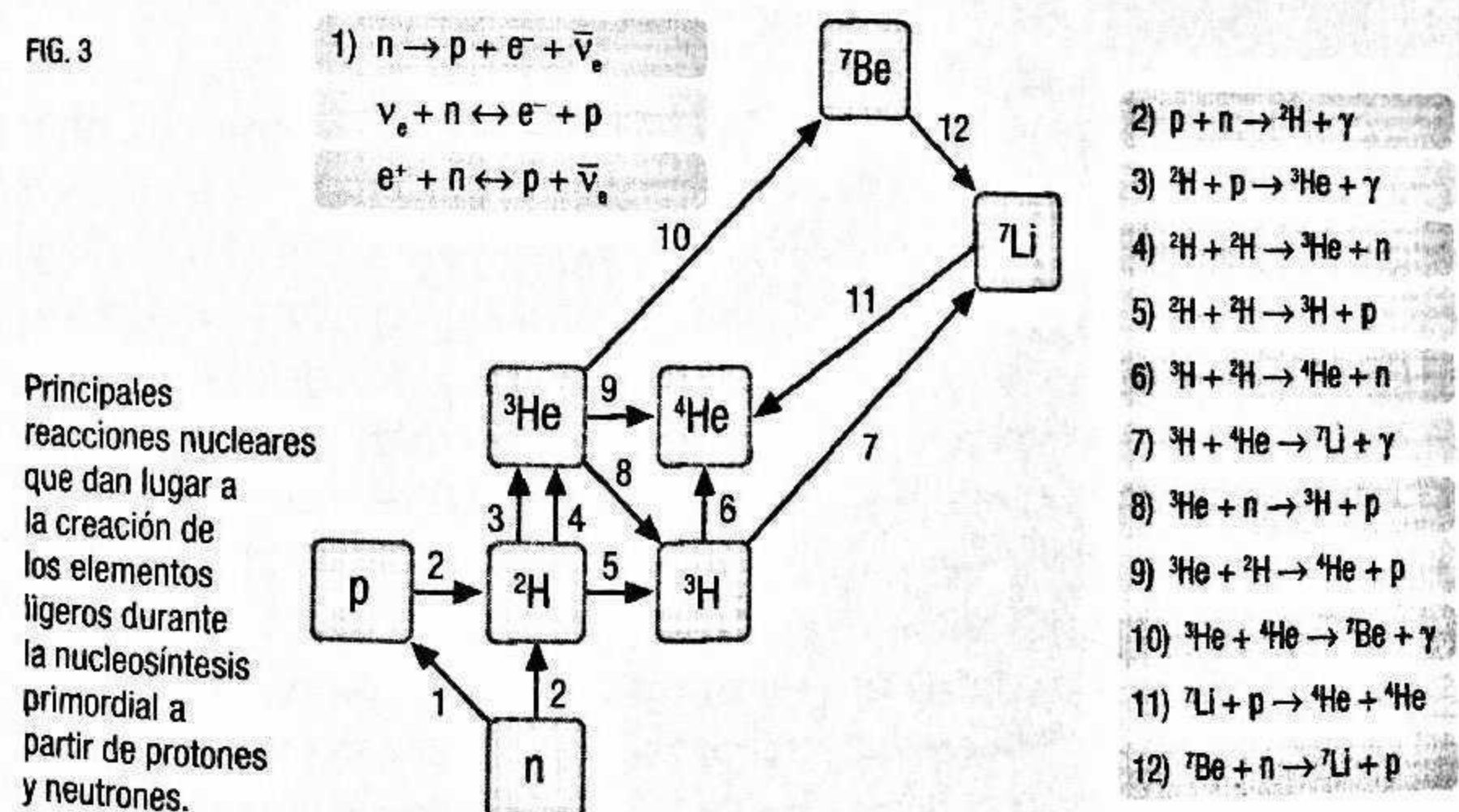


FIG. 3



EL ORIGEN DE LOS ELEMENTOS: EL ARTÍCULO ALFA-BETA-GAMMA

En los primeros años de la década de 1940, el físico George Gamow (1904-1968), de origen soviético y nacionalizado estadounidense, buscaba una explicación a las abundancias de los elementos químicos. Aunque ya se sabía que el helio podía producirse en el interior de las estrellas mediante la fusión de núcleos de hidrógeno, el proceso era demasiado lento para dar cuenta del total observado (aproximadamente un átomo de helio por cada diez de hidrógeno). Gamow, que había abandonado la Unión Soviética en 1934 para trabajar finalmente en Estados Unidos, se preguntó si las condiciones en los primeros instantes del universo podrían haber permitido la creación del helio y el resto de los elementos. Para resolver la cuestión, hacía falta experiencia en física nuclear, pero en aquella época la gran mayoría de los físicos nucleares del país estaban trabajando en el Proyecto Manhattan, cuyo objetivo era fabricar la primera bomba atómica antes que los nazis.

Imaginando el origen de los elementos químicos

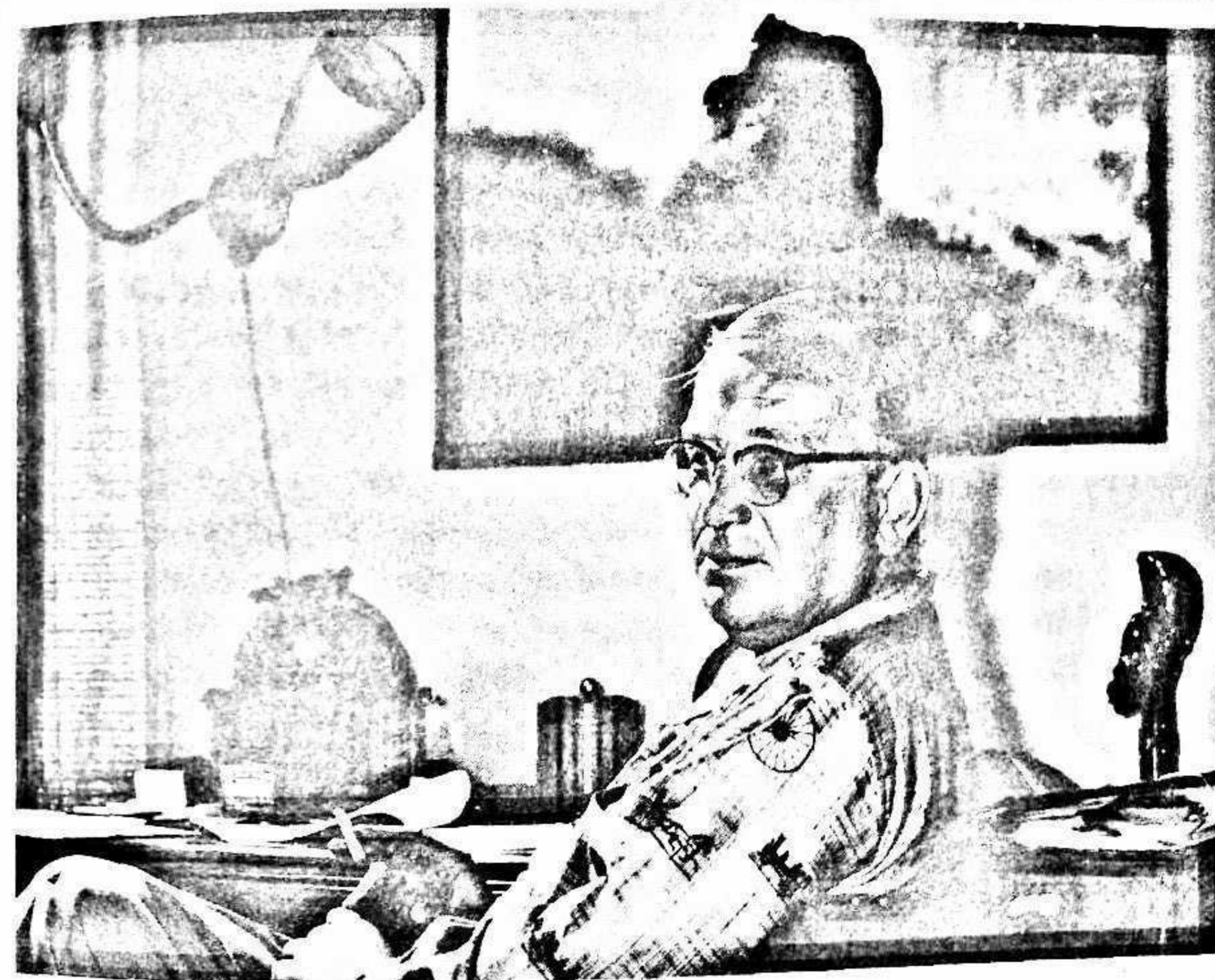
A pesar de las dificultades, Gamow comenzó a estudiar si sería posible la nucleosíntesis primordial. El problema era complicado, porque en un universo en expansión las condiciones varían constantemente. Para desarrollar los cálculos matemáticos, Gamow reclutó a un estudiante de doctorado: el estadounidense Ralph Alpher (1921-2007). Ambos imaginaron una situación inicial en la que predominaba un gas muy denso y caliente de neutrones, los cuales podrían desintegrarse a través de un proceso beta dando lugar a una mezcla de protones, electrones y neutrinos. Los protones podrían capturar algunos de los neutrones restantes para formar núcleos de deuterio (hidrógeno-2). La nucleosíntesis de elementos más pesados continuaría con nuevas capturas de neutrones, hasta que el universo en expansión se enfriara demasiado para sucesivas reacciones nucleares. Las abundancias de los elementos disminuirían al crecer su número atómico.

Ciencia y sentido del humor

Los cálculos de Alpher, que utilizó algunos de los primeros ordenadores digitales desarrollados durante la guerra, mostraron que era posible explicar la abundancia del helio. Alpher y Gamow, complacidos con este resultado, enviaron en 1948 un breve artículo a la revista *Physical Review*, titulado «El origen de los elementos químicos». Pero cuando Gamow, conocido por su sentido del humor, se enteró de que saldría publicado el 1 de abril (el equivalente al Día de los Inocentes en el mundo anglosajón), pensó que sería divertido añadir como autor a su amigo Hans Bethe. Así, el artículo lo firmarían Alpher, Bethe y Gamow, en clara referencia a alfa, beta y gamma, las primeras letras del alfabeto griego. Bethe, muy conocido por sus trabajos sobre reacciones nucleares en las estrellas, no había contribuido en nada a este artículo, pero no puso objeciones tras recibir una copia del manuscrito (de hecho, fue de gran ayuda en discusiones posteriores). Por otra parte, Alpher no estaba muy de acuerdo con la inclusión de Bethe, ya que pensaba que eclipsaría su propia contribución al trabajo. Pero en ese momento era un doctorando, así que el deseo de Gamow se impuso y el artículo tuvo tres autores.

Cuando casi todo era hidrógeno y helio

El artículo alfa-beta-gamma explicaba el origen primordial de los elementos más comunes del universo y las abundancias relativas de los isótopos de hidrógeno y helio (más del 99% de la materia ordinaria). Además, proporcionaba un segundo pilar al modelo cosmológico de la Gran Explosión, tras el descubrimiento de Hubble del alejamiento de las galaxias distantes en 1929. Sin embargo, algunos años después de publicarse la teoría de Alpher y Gamow quedó claro que la mayoría de los elementos no podían crearse a través de la captura de neutrones debido a la ausencia de núcleos estables con cinco y ocho nucleones. Su origen se sitúa en el interior de las estrellas. Los resultados de Alpher y Gamow publicados en 1948 llamaron la atención de la comunidad científica. Cuando el primero tuvo que defender su tesis doctoral en la Universidad de George Washington, unas 300 personas (incluyendo periodistas) abarrotaban el auditorio. Tras escuchar a Alpher explicar cómo era posible crear hidrógeno y helio en los primeros 300 segundos del universo, el diario *Washington Post* lo resumió con el titular «El mundo comenzó en cinco minutos».



En la imagen George Gamow aparece relajado en su despacho de la universidad a mediados de los años cincuenta, tomándose una pausa durante la ardua edición de un extenso artículo.

El primer paso de la síntesis primordial de los elementos es la combinación de un protón y un neutrón para dar lugar a un núcleo de deuterio que, recordemos, es el segundo isótopo estable del hidrógeno. Corresponde al segundo proceso mostrado en la figura 3. El núcleo del hidrógeno-2, que también se llama deuterón, tiene una energía de ligadura de 2,2 MeV, así que uno esperaría que se formara deuterio cuando las energías de los protones y neutrones fueran del mismo orden, es decir, cuando la temperatura cósmica fuera más o menos similar. Sin embargo, por cada nucleón presente en el universo temprano existían más de mil millones de fotones, así que era muy probable encontrar un fotón con la energía suficiente para romper el deuterón recién creado, un proceso llamado *fotodesintegración*, que es inverso al de fusión que da lugar al ^2H . Solo cuando la temperatura descendió por debajo de 0,1 MeV, unos minutos tras el Big Bang, la formación de deuterio fue más probable que su rotura. Hasta ese momento, la producción de deuterio actuaba de *cuello de botella* porque en ausencia de este isótopo la nucleosíntesis primordial no puede continuar hacia elementos por encima del hidrógeno.

Cuando el deuterio estuvo disponible, la creación de otros núcleos pudo seguir a través del conjunto de procesos de fusión mostrados en la figura 3. En un primer instante, se formaron núcleos de otro isótopo del hidrógeno (el hidrógeno-3 o tritio) y dos del siguiente elemento: helio-3 y helio-4. Como ya hemos visto, los núcleos de helio-4 son mucho más estables que sus vecinos. De esta manera, el resultado efectivo fue que prácticamente todos los neutrones que todavía estaban presentes en el universo se combinaron con protones para formar núcleos de helio-4. En ese momento, el cociente entre el número de neutrones y el de protones había descendido hasta 1/7, por el efecto de las desintegraciones de parte de los primeros. Si nos paramos a hacer cuentas, vemos que solo 4 de cada 16 nucleones (2 neutrones y 14 protones) se unieron para formar helio-4. El resultado global fue la creación primordial de un núcleo de helio-4 por cada 12 de hidrógeno (protones), es decir, una abundancia relativa de algo más de un 8% de helio en número de átomos. Si consideramos la

abundancia en masa del helio, este valor aumenta hasta el 25% del total, una proporción que concuerda con las observaciones.

El resto de núcleos ligeros involucrados en la nucleosíntesis primitiva (representados en la figura 3) fueron producidos en cantidades mucho más reducidas. Al final del proceso, únicamente los núcleos de berilio-7 y litio-7 aparecieron con un número apreciable, aunque mucho menor que en el caso del helio-4. La producción primordial de elementos más pesados quedó truncada porque la expansión del universo redujo la eficacia de los procesos nucleares y, sobre todo, por la ausencia de núcleos estables con 5 y 8 nucleones (ver figura 2). Como tanto el tritio como el berilio-7 son inestables, sus abundancias primordiales acabaron aumentando las del helio-3 y el litio-7, respectivamente. Estos dos isótopos, junto al deuterio y al mencionado helio-4, son los únicos remanentes de los primeros minutos del universo y, hasta la formación de las primeras estrellas, no existió ningún otro proceso de nucleosíntesis.

LA MEZCLA DE ELEMENTOS TRAS EL BIG BANG

Un estudio detallado de la evolución de los procesos nucleares durante la época de la nucleosíntesis primordial (entre algo menos de un segundo y unos 15 minutos tras el Big Bang), permite predecir, cuando se resuelve junto a las ecuaciones de la relatividad general, las abundancias de los diferentes núcleos en relación a la del isótopo más común del hidrógeno (^1H), como muestra la siguiente tabla:

Núcleo	Abundancia relativa
Helio-4	24,7 % en masa
Deuterio (hidrógeno-2)	3 por cada 100 000
Helio-3	1 por cada 100 000
Litio-7	4 por cada 10 000 millones

La medida de las abundancias primordiales de estos isótopos es una tarea complicada. Las observaciones actuales se realizan cuando varias generaciones de estrellas han podido crear nuevas cantidades (o destruir las primitivas) a través de sus propios procesos de nucleosíntesis. La búsqueda se lleva a cabo en aquellas regiones astrofísicas donde se cree que la síntesis estelar ha «contaminado» lo menos posible las abundancias primordiales.

A pesar de ser el elemento más común en el universo tras el hidrógeno, la determinación de la abundancia primordial de helio-4 es una empresa difícil, ya que es el principal producto de las reacciones de fusión en las estrellas junto a otros elementos más pesados. Se realiza a partir de la medida de las líneas de emisión del helio y del hidrógeno en ciertas regiones de galaxias enanas cercanas a la Vía Láctea. Estas zonas de gas ionizado, conocidas como regiones HII (H por el hidrógeno y el número romano II porque en astronomía se adjudica a los átomos ionizados), presentan muy bajo contenido en elementos más pesados que el helio (*metales*, en el sentido astrofísico del término). Sin embargo, la medida del helio-4 primordial no es directa, sino que es el resultado de aplicar un cierto modelo teórico para extraer su valor previo a cualquier contribución estelar. Por esta razón, es muy complicado obtener una medida del helio-4 primitivo con una precisión mejor del 1%. Por otra parte, las recientes medidas de las anisotropías del FCM ofrecen, de manera independiente, un nuevo dato sobre la abundancia de helio primordial.

El caso del deuterio es diferente, ya que se cree que no existen fuentes astrofísicas que lo produzcan. Al contrario, como los procesos de evolución estelar lo destruyen, cualquier medida supone un límite inferior a la abundancia primordial del deuterio. Aunque existen datos sobre la cantidad de deuterio presente en el medio interestelar local o en el halo de nuestra galaxia, se cree que las regiones astrofísicas más apropiadas para extraer su abundancia primitiva son las nubes de hidrógeno que absorben la luz emitida por fuentes mucho más lejanas: los cuásares. Disponibles desde hace unos veinte años, estas medidas del deuterio primordial son las más fidedignas, confirmando que su abundancia es de entre una y varias partes entre 100 000. Por su

parte, el helio-3 también puede detectarse a través de una de sus líneas de emisión, pero como su medida solo es accesible en las nubes de gas de la Vía Láctea, donde ha existido una importante actividad estelar, los datos no suelen emplearse para comparar con la predicción de la abundancia primordial de helio-3.

El último elemento que se produce durante la nucleosíntesis primitiva, en una cantidad muy pequeña pero observable, es el litio. Pero en este caso la situación es igualmente compleja: el litio-7 también surge a partir de los rayos cósmicos o en las estrellas, donde también puede consumirse. Como ya sucedía con el helio-4, las medidas del litio-7 deben llevarse a cabo en regiones astrofísicas que presenten un mínimo contenido de *metales*, pero su abundancia primordial predicha es tan pequeña que limita mucho las posibles candidatas. En particular, se utilizan los datos obtenidos a partir de las observaciones de estrellas muy viejas situadas en el halo de nuestra galaxia, que tienen una proporción muy pequeña de cualquier elemento que no sea hidrógeno o helio.

Cuando se comparan los valores predichos de las abundancias primordiales con las observaciones, en general se obtiene un acuerdo razonable —dentro de los errores que resultan tanto de los datos de medida como del cálculo teórico— que incluye aspectos como las incertidumbres sobre las reacciones nucleares involucradas. No obstante, persisten ciertos problemas relacionados con la medida de la cantidad de litio primordial, ya que se observa algo menos de lo esperado.

Un aspecto importante es que el acuerdo entre las observaciones de las abundancias primordiales y las predicciones teóricas solo es posible si la materia ordinaria constituye únicamente un 5% del contenido total del universo actual, tal y como indican, de manera independiente, los datos sobre el FCM. Se trata de un gran éxito si tenemos en cuenta que estos elementos provienen de los primeros minutos del cosmos, por lo que la nucleosíntesis primordial, junto a la medida del FCM, constituye uno de los pilares que sustentan el modelo cosmológico del Big Bang. De hecho, sus predicciones se conocen tan bien que cualquier modelo teórico no estándar, sea cosmológico o de la física de

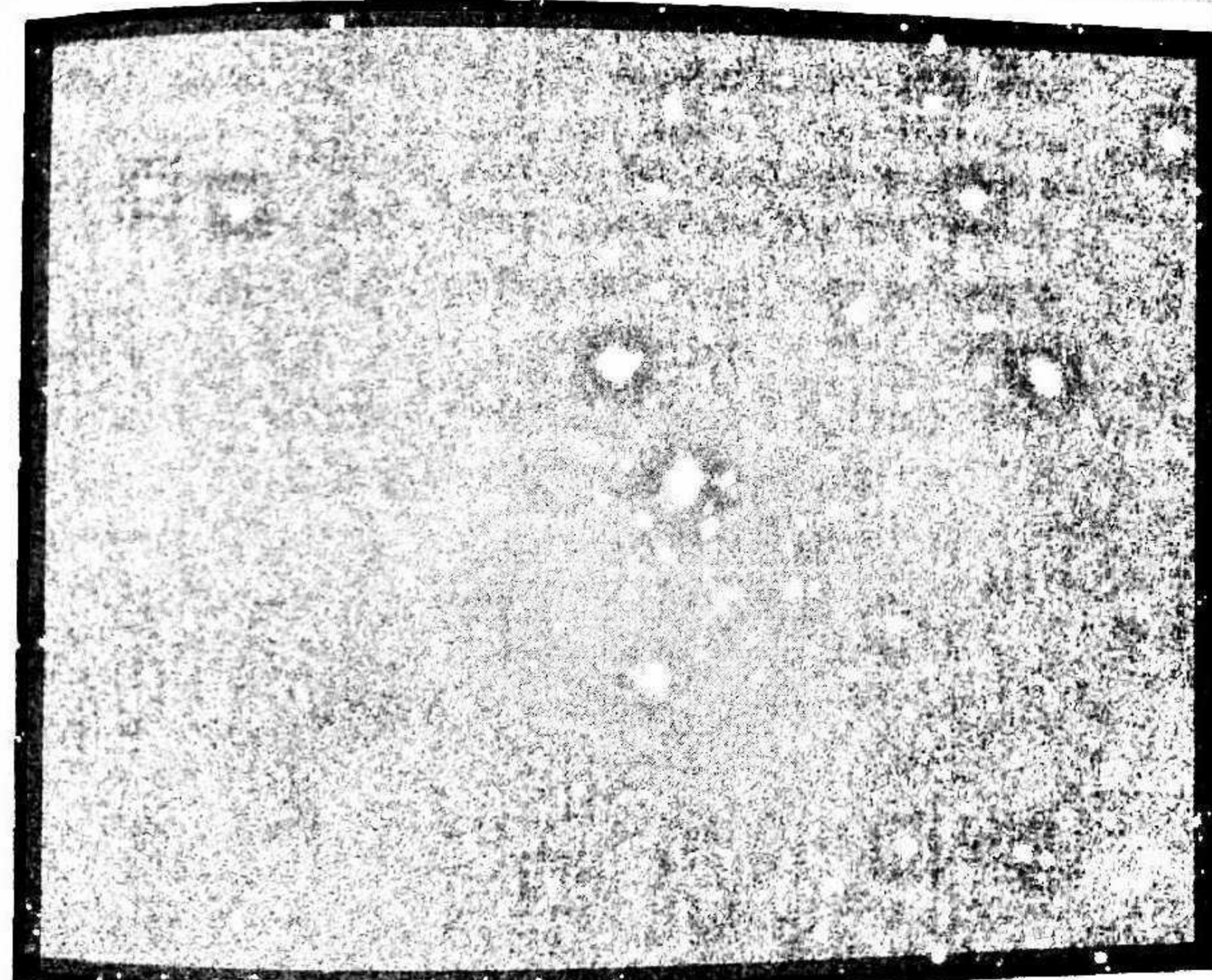
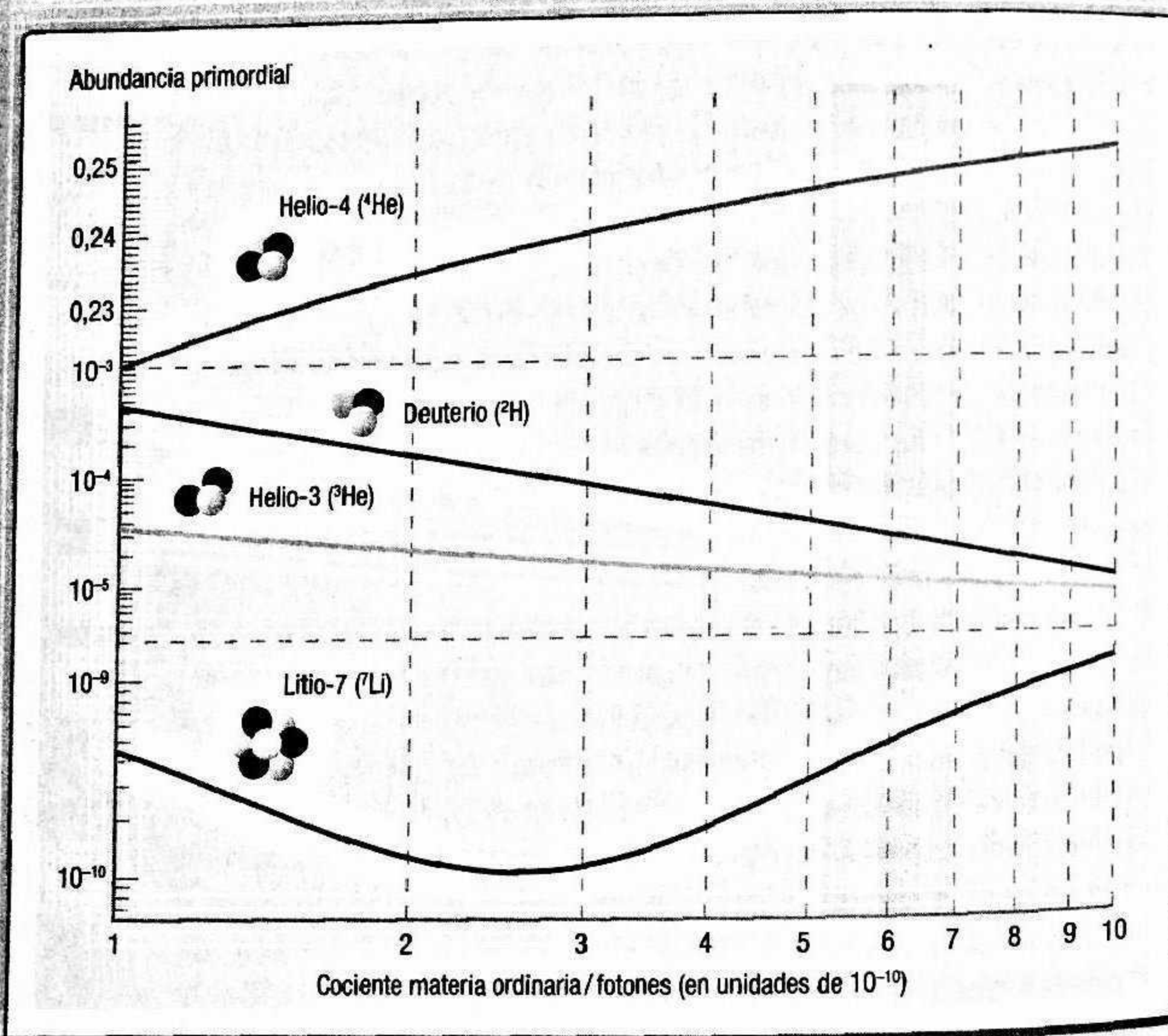
LA CANTIDAD DE MATERIA ORDINARIA EN EL UNIVERSO

La teoría de la nucleosíntesis primordial ofrece una descripción detallada de la creación de los elementos ligeros en los primeros minutos del universo y proporciona predicciones cuantitativas para las abundancias de varios isótopos: deuterio, helio-3, helio-4 y litio-7. Estos valores, muy diferentes entre sí, pueden compararse con las correspondientes medidas en las regiones astrofísicas donde se cree que la actividad estelar ha sido mínima.

Abundancias actuales de materia superviviente

A pesar de involucrar el efecto de las cuatro fuerzas fundamentales, el producto de la nucleosíntesis depende esencialmente de un único parámetro cuyo valor es, *a priori*, desconocido: la cantidad de materia ordinaria que existe en relación con la radiación cósmica (la densidad de fotones). Este parámetro recibe otros nombres equivalentes, como *densidad de nucleones* o *asimetría bariónica* del universo. En este último caso, el adjetivo viene de barión (cualquier partícula

compuesta, como protones y neutrones, por tres quarks) y el nombre surge porque materia y antimateria existieron en números casi iguales en una fase anterior de la evolución cósmica, pero con una ligerísima ventaja de la primera. La cantidad actual de materia ordinaria es la que sobrevivió a la aniquilación entre ambas. Las abundancias primordiales de los elementos (en masa o en número relativo) se muestran en la figura en función de este parámetro. Como disponemos de datos sobre, al menos, tres de estas abundancias, no es obvio que exista una densidad de materia ordinaria consistente con las medidas. Sin embargo, así sucede para ciertos valores (la banda más ancha y clara de la figura). Por otra parte, las medidas del FCM de los satélites WMAP y Planck nos dan un rango independiente de la asimetría bariónica (banda más fina y oscura de la figura). Los valores preferidos concuerdan con los requeridos por la nucleosíntesis primordial, e indican que la contribución de la materia ordinaria al contenido en materia y energía del universo actual (un 5%) se encuentra muy por debajo del porcentaje total de la materia (27%). Este hecho implica la existencia de otro tipo de partículas, que forman la llamada materia oscura.



Esta imagen, tomada desde el Observatorio Paranal de Chile del Observatorio Europeo Austral (ESO), muestra los primeros resultados del rastreo de la invisible materia oscura, dentro del proyecto KIDS (Kilo-Degree Survey). Aquí la materia oscura aparece representada como un cúmulo de gas sobre la imagen captada en luz visible.

partículas, no puede modificarlas de manera significativa. Si el modelo no supera el test de la nucleosíntesis primordial, queda automáticamente excluido.

Consideremos, por ejemplo, un escenario donde se incorporan nuevos tipos de partículas a las ya presentes durante la fase de la nucleosíntesis primitiva. Tal y como hemos visto, el ritmo de la expansión cósmica en esa época estaba fijada por las partículas relativistas, ya que la contribución de la materia todavía era muy pequeña y la de la energía oscura se podía ignorar. Si la nueva teoría incorpora otras partículas relativistas no presentes en el modelo estándar, aumentará la velocidad de la expansión del universo durante la nucleosíntesis, con el consiguiente cambio en la producción de elementos ligeros. En particular, modificará la abundancia primordial de helio-4, cuyo valor crece con el aumento de la radiación cósmica. Si el cambio propuesto da lugar a una abundancia de helio-4 que excede a la observada, el modelo en cuestión no supera el examen de la nucleosíntesis primordial y debe ser rechazado.

Síntesis estelar: del hidrógeno al carbono

Gracias a las condiciones que se dan en su interior, las estrellas producen la gran mayoría de los elementos. Los procesos de fusión nuclear crean núcleos cada vez más pesados y, al mismo tiempo, liberan la energía que compensa la contracción originada por la propia gravedad de la estrella.

La nucleosíntesis primordial origina únicamente hidrógeno y helio, y una mínima cantidad de litio, así que solo es un modesto primer paso en la formación de los elementos. Se cree que el resto del litio y de los núcleos con cuatro y cinco protones (berilio y boro, respectivamente), mucho menos abundantes que otros elementos con un número atómico pequeño, se producen a través de procesos de fragmentación de elementos más pesados por la radiación cósmica en el medio interestelar. Todos los demás elementos se originan en estrellas, desde el carbono (el siguiente en la tabla periódica tras el boro) hasta el radiactivo uranio, que presenta isótopos que viven miles de millones de años.

Una estrella nace a consecuencia del colapso gravitatorio de una nube de gas frío, formada por hidrógeno, helio y trazas de otros elementos. Dicha nube se contrae hasta llegar a un estado de equilibrio, llamado hidrostático, donde la tendencia a expandirse debida a su presión interna compensa la originada por su propia gravedad, la cual le conduciría a una contracción aún mayor. Esta competición entre dos fuerzas opuestas, producidas por la gravedad y por la presión inter-

na, determina la evolución de la estrella desde su nacimiento hasta sus últimas fases.

Durante el colapso gravitatorio de la nube inicial, la energía potencial gravitatoria que libera se transforma en calor. Al principio, ese calor se irradia al espacio, pero cuando el gas comienza a ser más denso, la energía liberada se almacena en el interior de la protoestrella, aumentando su temperatura y presión. Cuando la temperatura del núcleo estelar alcanza unos diez millones de grados, las reacciones de fusión nuclear que convierten hidrógeno en helio empiezan a ser efectivas. Su presencia cambia el comportamiento del objeto, antes dominado exclusivamente por la gravedad, y comienza a ser una estrella. La fusión aporta una fuente de energía no gravitatoria que permite mantener el equilibrio hidrostático de la estrella durante un tiempo mucho mayor que el que sería posible sin reacciones nucleares. Al contrario de lo que se podría pensar, la fusión nuclear en las estrellas ocurre porque están calientes, y no al revés.

La fusión del hidrógeno es el primer eslabón de la nucleosíntesis en las estrellas, cuya principal característica es que los elementos que se crean en cada paso son los iniciales para el paso siguiente. Sin embargo, no todas las estrellas pueden crear todos los elementos químicos. La producción de núcleos en una estrella determinada queda fijada por su evolución que, a su vez, depende de sus características, como su masa, temperatura y composición. En particular, al aumentar la masa de los núcleos también crece la fuerza de repulsión entre los protones, por lo que será necesaria una temperatura mayor para que la fusión sea efectiva. La creación de los elementos más pesados, a través de la captura de neutrones libres, precisa de unas condiciones muy particulares que solo se dan en ciertas etapas de estrellas masivas.

UNA MIRÍADA DE ESTRELLAS DISTINTAS

Existe un número enorme de estrellas en el universo, más de 200 000 millones solo en nuestra galaxia, la Vía Láctea. Cada estrella se caracteriza por unas determinadas propiedades, como

por ejemplo su masa, su composición química o la cantidad de energía que emite por unidad de tiempo: su luminosidad. Si tomamos como referencia las características del Sol (véase tabla de la pág. 88), las observaciones muestran que las estrellas presentan una luminosidad de entre 10^{-4} y 10^6 veces la solar. En cambio, la temperatura en la superficie estelar solo varía en aproximadamente un orden de magnitud, desde algo menos de 3 000 K hasta poco más de 30 000 K. La temperatura de las estrellas no tiene un valor único, sino que existe un gradiente que va desde los millones de grados en su núcleo hasta los miles de grados en su periferia.

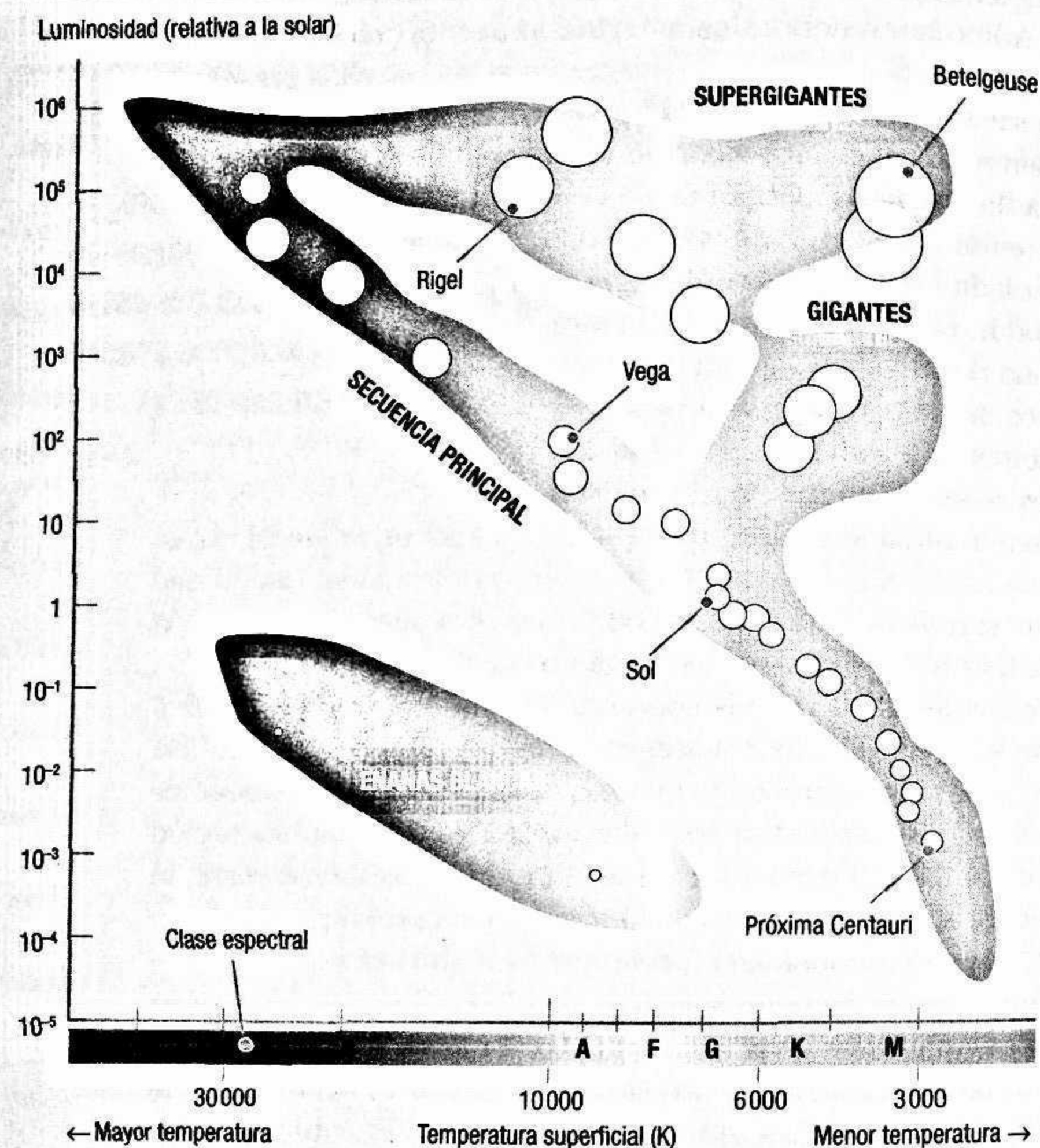
En realidad, la temperatura superficial es un valor efectivo que corresponde a la que tendría un cuerpo negro ideal (aquel que absorbe toda la radiación que recibe) que radiase energía con la misma luminosidad por unidad de área que la estrella.

Podemos situar las estrellas que observamos en una gráfica de su luminosidad en función de la temperatura superficial. De esta manera tenemos una «instantánea» de distintos estados de la evolución de muchas estrellas. Este tipo de representación fue creado hace poco más de un siglo por dos astrónomos, el danés Ejnar Hertzsprung (1873-1967) y el estadounidense Henry N. Russell (1877-1957). En honor de ambos se conoce como el diagrama de Hertzsprung-Russell o, simplemente, diagrama H-R, cuya versión esquemática (figura 1) incluye una serie de letras (O, B, A, F, G, K, M) que simbolizan el tipo espectral de las estrellas, una clasificación basada en el estudio de las líneas de absorción de su espectro. Se obtiene así una medida de la temperatura de su *fotosfera*, la capa exterior de las estrellas desde donde se emite su luz. Las estrellas de tipo O son las que presentan una fotosfera más caliente, mientras que el extremo opuesto corresponde a estrellas de tipo M. En cada clase espectral existen subdivisiones numéricas (0-9) en orden decreciente de temperatura. Por ejemplo, el Sol es una estrella de tipo G2.

El Big Bang nos dio hidrógeno y helio. Pero las personas no estamos formadas por estos elementos. Existimos gracias a estrellas en explosión.

JOHN C. MATHER

FIG. 1



Representación esquemática del diagrama de Hertzsprung-Russell, que muestra la luminosidad y la temperatura superficial efectiva de muchas estrellas en diferentes fases de su evolución.

La posición de cada estrella en el diagrama H-R es un reflejo de su masa, radio, edad, composición química y fase de su evolución. Podemos observar que las estrellas no se sitúan

de manera arbitraria en el diagrama H-R, sino que tienden a estar en regiones más densamente pobladas, que corresponden a las fases donde las estrellas pasan la mayor parte de sus vidas.

Durante la etapa más larga de su existencia, las estrellas consumen parte de su hidrógeno para producir helio. Se encuentran en la llamada *secuencia principal*, que ocupa una región relativamente estrecha que va desde la esquina superior izquierda hasta la inferior derecha del diagrama H-R, en orden decreciente de luminosidad, temperatura y masa. Como las estrellas de mayor masa presentan una presión mayor en su interior, queman el hidrógeno más rápidamente y solo permanecen en la secuencia principal unos pocos millones de años de media. En cambio, en las estrellas de masa mínima como las enanas rojas los procesos de fusión nuclear pueden durar hasta cientos de miles de millones de años.

Las estrellas de tipo espectral O son muy raras (solo una de cada tres millones en la secuencia principal), mientras que las de tipo M son mucho más comunes. Por ejemplo, Vega, la estrella más brillante de la constelación de la Lira, presenta un tipo espectral A con el doble de la masa del Sol y es 40 veces más luminosa. En cambio, Próxima Centauri, la estrella más cercana al sistema solar, ubicada a 4,25 años-luz de distancia, es una enana roja de tipo M que tiene un décimo de la masa solar pero solo un 0,17% de su luminosidad.

Fuera de la secuencia principal, el diagrama H-R muestra otras regiones donde se acumulan las estrellas una vez comienzan a agotar el hidrógeno que usan como combustible. Estas áreas corresponden a etapas avanzadas de la evolución estelar, que incluyen estrellas gigantes y supergigantes en la parte superior del diagrama H-R o enanas blancas (la etapa final de muchas estrellas) por debajo de la secuencia principal. Las dos estrellas más brillantes de la constelación de Orión, Betelgeuse y Rigel, son supergigantes (roja de tipo M y azul de tipo B, respectivamente). Con una luminosidad que supera en 100000 veces la del Sol, tienen una masa de entre 10 y 20 veces la de nuestra estrella.

EL SOL: UNA ESTRELLA TÍPICA EN LA SECUENCIA PRINCIPAL

Aunque no todas las estrellas en la secuencia principal son como el Sol, nuestra estrella es la que mejor conocemos. Algunas de sus propiedades (la tabla muestra las principales) pueden medirse directamente, mientras que otras pueden deducirse a partir de modelos teóricos del interior estelar. Es muy útil, por tanto, considerar el Sol como referencia para ilustrar la estructura y las propiedades de las estrellas durante su existencia en la secuencia principal.

Propiedades del Sol	Valor solar (\odot)
Masa	$M_{\odot} = 1,99 \cdot 10^{30} \text{ kg}$
Radio	$R_{\odot} = 6,96 \cdot 10^8 \text{ m}$
Luminosidad	$L_{\odot} = 3,83 \cdot 10^{26} \text{ W}$
Temperatura efectiva superficial	$T_{\odot} = 5780 \text{ K}$
Edad	$t_{\odot} = 4,55 \cdot 10^9 \text{ años}$
Densidad (núcleo)	$\rho_{\odot} = 1,48 \cdot 10^5 \text{ kg m}^{-3}$
Temperatura (núcleo)	$T_{\odot} = 15,6 \cdot 10^6 \text{ K}$

El Sol es una estrella de tamaño medio, aunque es muy pequeña si la comparamos con las de mayor tamaño, cuya masa puede ser hasta cien veces la del Sol. Sin embargo, nuestro astro rey es bastante mayor que muchas de las estrellas que se hallan en la fase de la secuencia principal: las enanas rojas de clase M, que son diez veces menos masivas. De acuerdo con su luminosidad y con la temperatura de su superficie, el Sol es una estrella de tipo espectral G, más o menos como una de cada trece de la secuencia principal, según las observaciones en la región cercana al sistema solar.

Como cualquier estrella, el Sol nació gracias al colapso gravitatorio de una nube de gas, un proceso que comenzó hace unos 4600 millones de años y que también originó el resto del sistema solar. La composición química inicial del Sol era similar

a la primordial, dominada por el hidrógeno y el helio, aunque durante su formación incorporó materia procesada en estrellas de generaciones anteriores, de modo que contenía algo menos de hidrógeno (un 71%) y un poco más de helio (algo más del 27%), y al mismo tiempo incluía un 2% de *metales*, que, como ya hemos dicho, para los astrofísicos abarcan cualquier elemento más pesado que el helio.

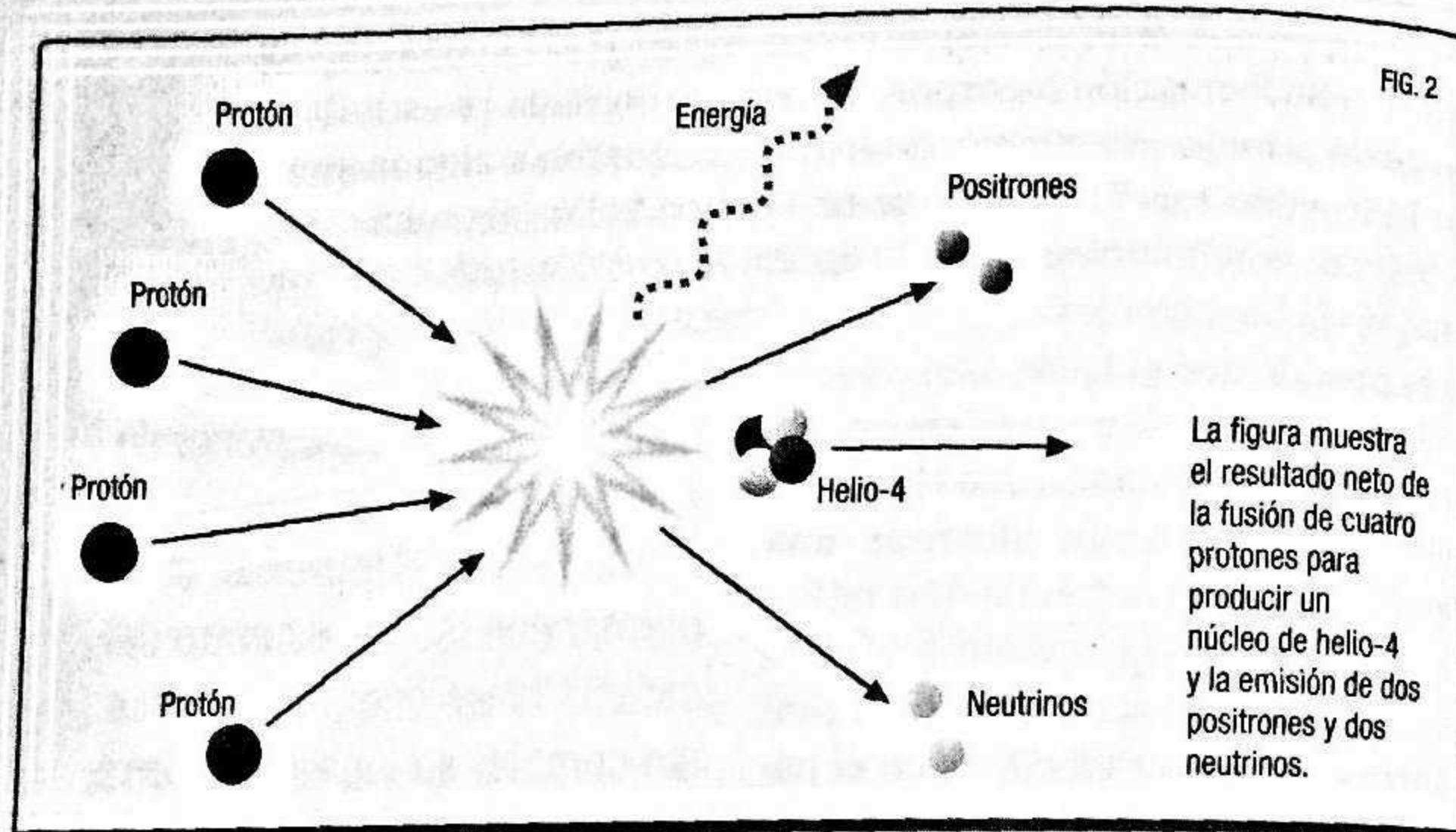
La contracción provocada por la gravedad siguió calentando el interior del Sol hasta alcanzar una temperatura del orden de diez millones de grados. En ese momento las reacciones termonucleares de fusión comenzaron a ser efectivas en el núcleo, proporcionando a la estrella un aporte extra de energía que frenó su colapso gravitatorio y la situó en la secuencia principal. Durante esta fase, que corresponde a un 90% de la

vida del Sol, una parte del hidrógeno del núcleo se convierte en helio. Esta etapa de equilibrio continúa hoy en día y todavía seguirá durante unos cinco mil millones de años más.

Cuando describíamos la estabilidad de los núcleos atómicos, vimos que la unión o fusión de nucleidos ligeros libera energía porque da lugar a otros más estables. Siendo el elemento más abundante del universo, no sorprende que la fusión nuclear en las estrellas comience por el hidrógeno. Ya en 1920 el astrofísico británico sir Arthur Eddington (1882-1944) sugirió que el calor del Sol provenía de la transformación del hidrógeno en helio. Sin embargo, que la fusión de núcleos de hidrógeno (protones) pueda ocurrir proporcionando energía no significa que suceda siempre. Para unirlos hay que vencer la repulsión entre partículas con la misma carga positiva. Esta *barrera electrostática* solo puede superarse, en primer lugar, gracias a una temperatura lo suficientemente alta (de millones de grados) para que los protones se muevan tan rápido que sea probable que se encuentren lo bastante cerca. Incluso así, la energía cinética media de los

En mis estudios de astronomía y filosofía sostengo esta opinión sobre el universo: el Sol permanece fijo en el centro del círculo de los cuerpos celestes, sin cambiar su lugar, y la Tierra, girando sobre sí misma, se mueve alrededor del Sol.

GALILEO GALILEI



protones no es suficiente para vencer la barrera. La fusión solo es posible gracias a una de las consecuencias de la mecánica cuántica: la existencia de una probabilidad pequeñísima, pero no nula, de superar la barrera por el llamado *efecto túnel*.

El primer paso de la fusión del hidrógeno podría ser el más simple: combinar dos protones para formar un núcleo de helio-2, que no contiene neutrones. Sin embargo, el núcleo de ^2He no es estable, por lo que la fusión del hidrógeno debe iniciarse de otra manera. El proceso tiene lugar a través de la conversión de cuatro núcleos de hidrógeno en uno de helio-4 (figura 2) y puede proporcionar energía porque este último tiene una masa que es aproximadamente un 0,7% más pequeña que la suma de las masas de los cuatro protones iniciales.

CÓMO CONVERTIR EL HIDRÓGENO EN HELIO: LA CADENA PROTÓN-PROTÓN Y EL CICLO CNO

Eddington acertó con su propuesta de que el calor del Sol proviene de reacciones nucleares de fusión. El proceso que se genera libera energía en forma de radiación electromagnética (fotones),

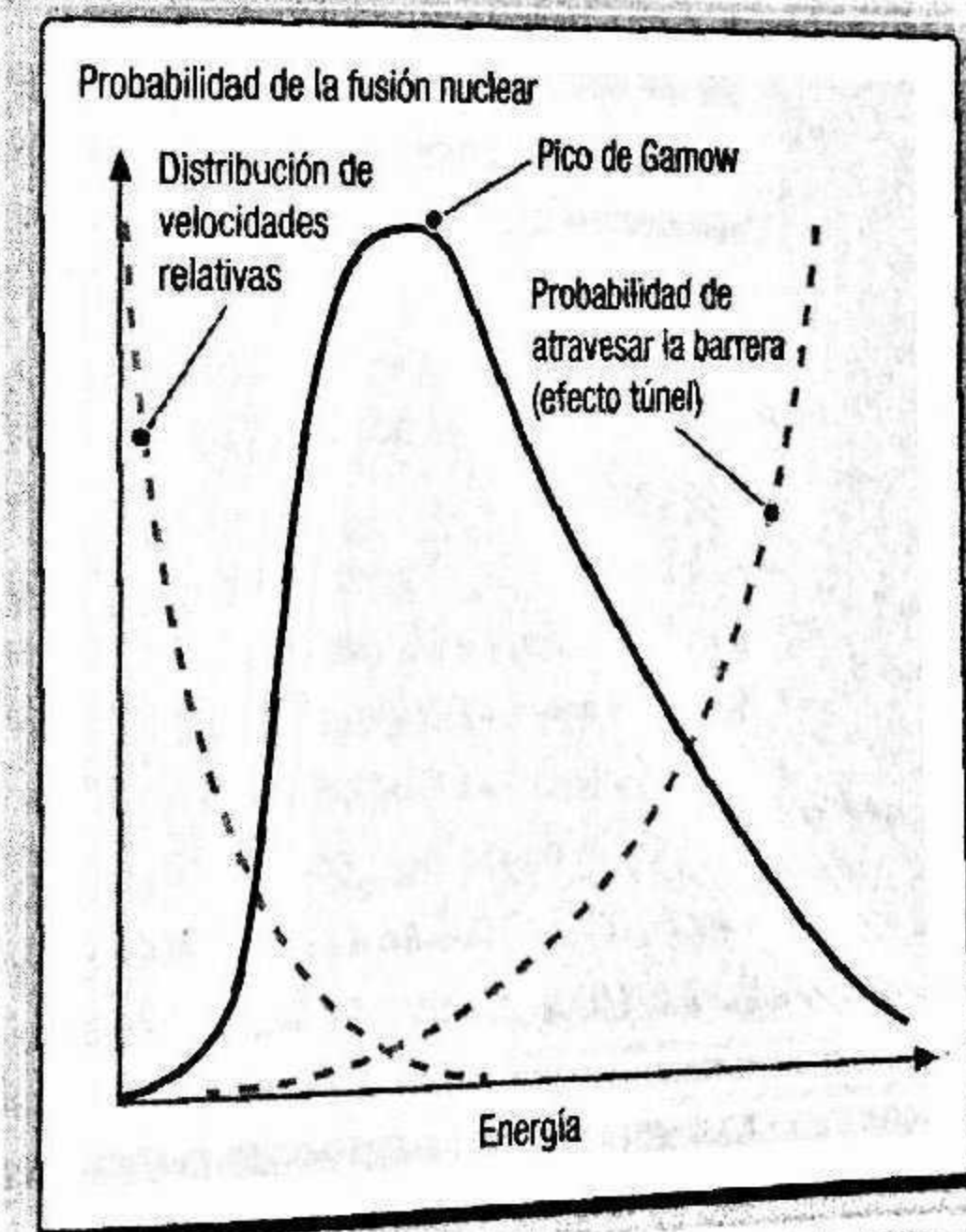
FUSIÓN NUCLEAR: EL PICO DE GAMOW

La creación de nuevos elementos en las estrellas se produce mediante fusión nuclear, que solo es efectiva si los núcleos se aproximan lo suficiente (a distancias del orden de $1 \text{ fm} = 10^{-15} \text{ m}$) para que la fuerza fuerte domine sobre la electromagnética y se forme un nuevo núcleo. Se precisa una gran velocidad relativa y la energía cinética se consigue en el interior estelar cuando las temperaturas alcanzan los millones de grados. Como se muestra en la figura, en primer lugar la probabilidad de que se produzca la fusión depende de la distribución de velocidades relativas de los núcleos, que desciende de manera exponencial con la energía.

Un efecto túnel para superar la barrera

Pero los valores de las velocidades de los núcleos en el interior estelar no son suficientes para vencer la barrera electrostática, creada por la carga de los protones. Es una situación análoga a la de lanzar una pelota que debe superar un muro. La pelota no pasará al otro lado si no le proporcionamos una energía cinética que supere la potencial gravitatoria en lo alto del muro. Desde la perspectiva de la física clásica, no hay solución; pero si la pelota es tan pequeña como los núcleos atómicos, la mecánica cuántica puede acudir al rescate: dentro de su ámbito, una partícula elemental también presenta características de una onda y puede comportarse como tal. La mecánica cuántica dicta que su comportamiento puede describirse con un recurso matemático llamado *función de onda*, que varía con la posición y el tiempo. Su amplitud (en realidad, su cuadrado) es una medida de la probabilidad de encontrar la partícula en un

lugar dado. La barrera electrostática atenúa mucho la amplitud de la función de onda del núcleo con respecto al exterior, pero no la cancela del todo. Existe, por tanto, una probabilidad muy pequeña, pero no nula y que crece con la energía, de encontrar el núcleo más allá de la barrera. Gracias a este fenómeno, conocido como *efecto túnel*, la fusión nuclear es posible. La probabilidad de que ocurra es mayor en una región de energía o temperatura determinadas, un punto óptimo conocido como *pico de Gamow*, fijado por la combinación de las dos funciones exponenciales: la distribución de velocidades y la probabilidad de atravesar la barrera.

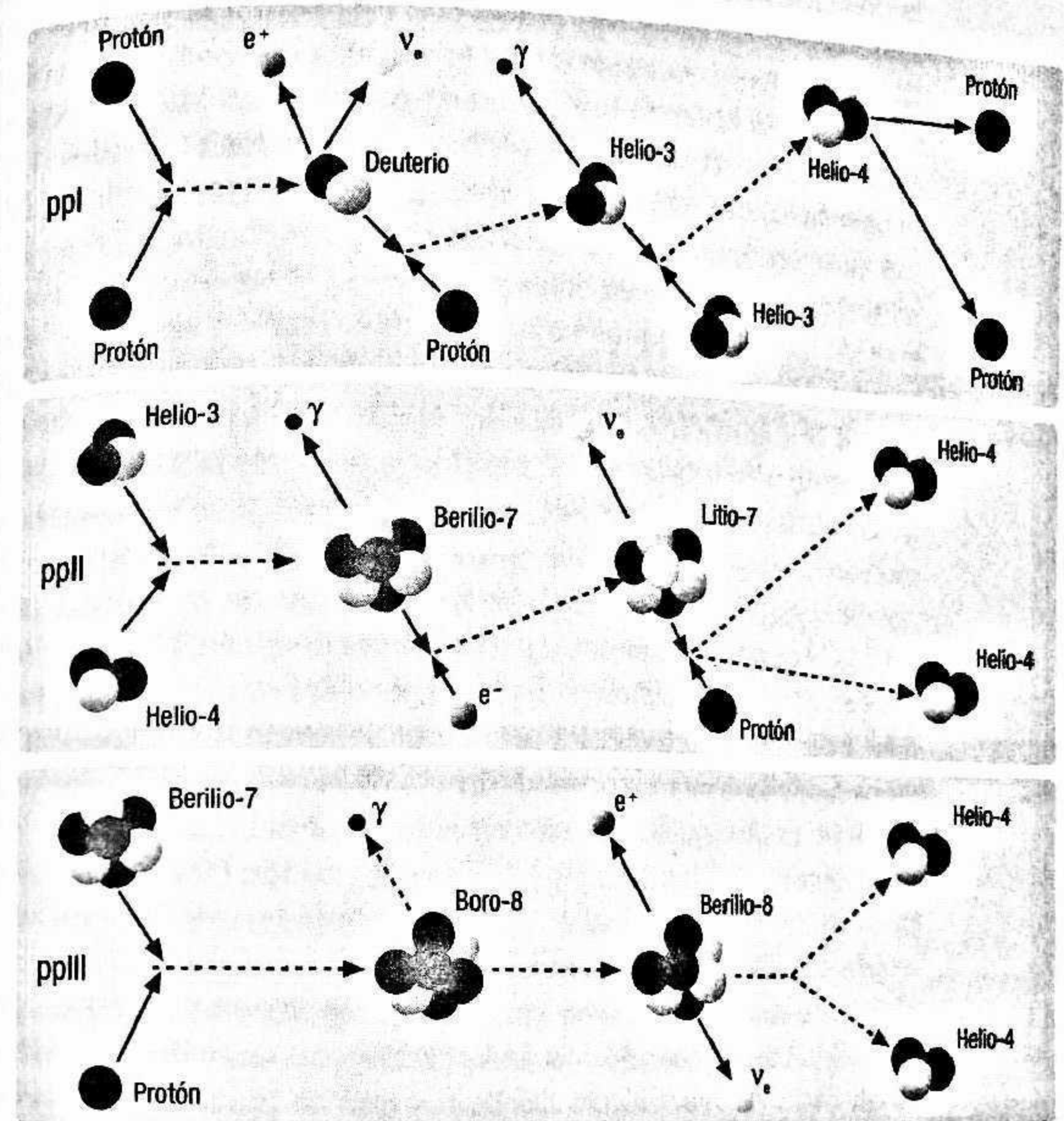


que también incluye los fotones producidos por la aniquilación de cada positrón al encontrarse con un electrón. Los detalles sobre los procesos que tienen lugar para convertir el hidrógeno en helio no se conocieron hasta mucho después, gracias al físico germano-estadounidense Hans Bethe (1906-2005), quien presentó sus resultados en 1939, incluyendo dos posibles conjuntos de reacciones nucleares para la fusión solar: la *cadena protón-protón* y el *ciclo CNO*.

La cadena protón-protón o cadena pp es la forma principal de convertir hidrógeno en helio en el Sol y en estrellas de menor masa, ya que puede funcionar a una temperatura de unos diez millones de grados. Su primer paso es la unión de dos protones para formar un núcleo de deuterio (^2H), un positrón y un neutrino (figura 3). Como ya hemos visto, el deuterio es un isótopo estable del hidrógeno, y su núcleo, llamado deuterón (d), está formado por un protón y un neutrón. Esta reacción está gobernada por la fuerza nuclear débil y corresponde a un proceso de tipo β^+ . En el Sol es increíblemente lenta: cada protón individual en el núcleo estelar debe esperar un promedio de cinco mil millones de años para intervenir en este proceso, pero como existe un número enorme de protones, la reacción se produce en cuanto las condiciones son adecuadas. Precisamente, miles de millones de años es el periodo de tiempo que una estrella como el Sol pasará en la secuencia principal, pues sus procesos de fusión «solo» consumen unos cinco millones de toneladas de masa por segundo.

La segunda reacción es mucho más rápida: la fusión de un protón y un deuterón para formar un núcleo de helio-3, emitiendo un fotón. Una vez formado el helio-3, la cadena pp puede continuar de tres formas distintas, llamadas ppI, ppII y ppIII. La más habitual es la rama ppI, que se da el 85% de las veces. En ella, dos núcleos de helio-3 se unen para formar uno de helio-4 y completar el proceso. Como el Sol ya tiene una cierta edad, contiene una cantidad considerable de helio-4, así que también puede ocurrir la fusión de un núcleo de helio-3 con otro de helio-4 para producir berilio-7. Prácticamente todos los núcleos de berilio-7 capturan un electrón para formar litio-7 emitiendo un neutrino, que es

FIG. 3



ν_e : neutrino electrónico γ : fotón e^+ : positrón e^- : electrón

Representación de las tres posibles cadenas protón-protón que tienen lugar en el Sol, ppI, ppII y ppIII. Todas consisten en la unión de cuatro protones para formar un núcleo de helio-4, compuesto por dos protones y dos neutrones.

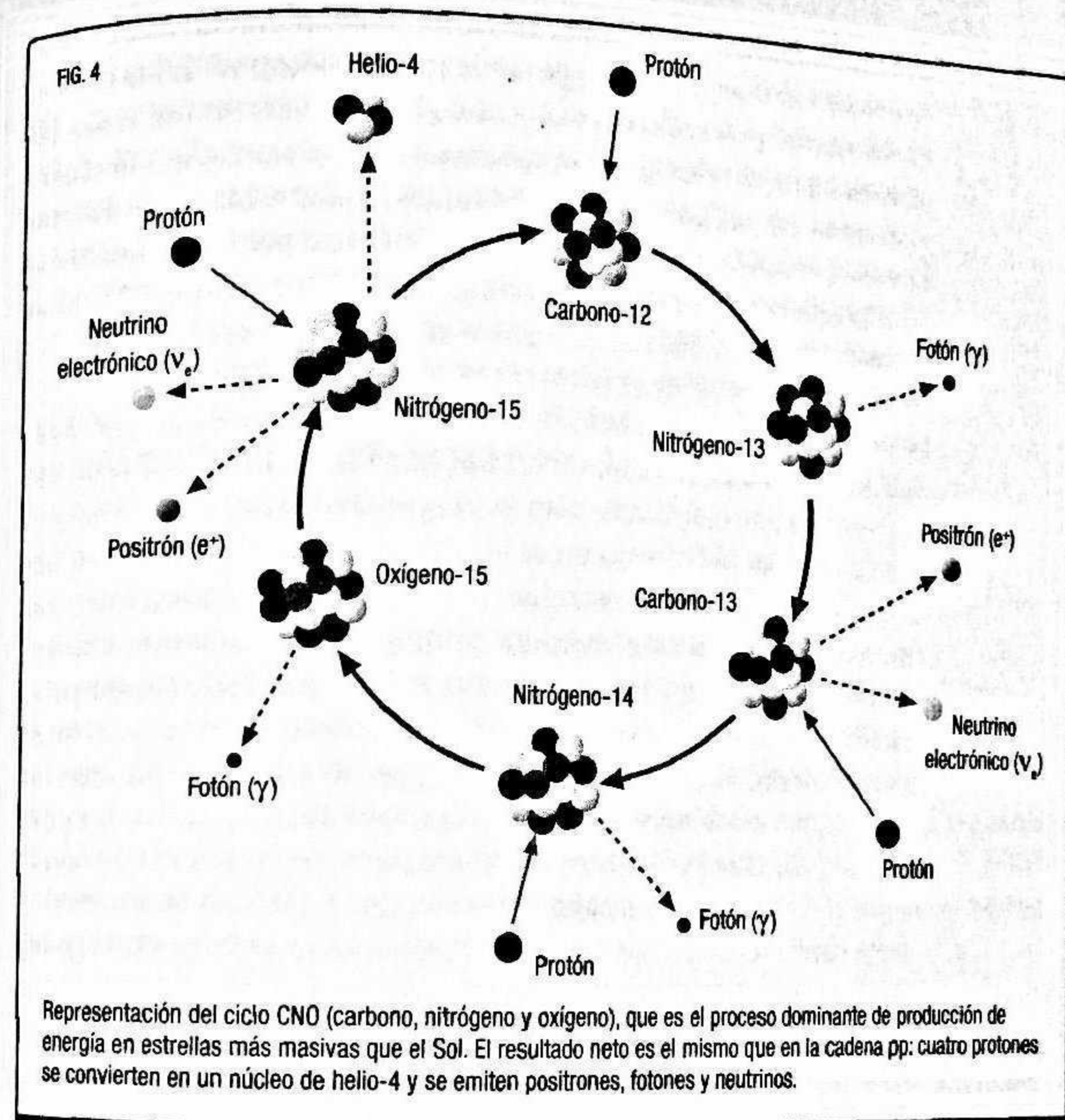
la denominada rama ppII, pero muy raramente el ^7Be se une a un protón para formar un núcleo de boro-8 que poco después se desintegra, produciendo también un neutrino, berilio-8 (la rama

ppIII) y un positrón. En ambos casos la cadena pp se cierra con la creación de dos núcleos de helio-4, a partir del ${}^7\text{Li}$ o el ${}^8\text{Be}$. La importancia de estas dos ramas con respecto a la ppI crece si la estrella tiene una temperatura en su núcleo superior a la solar.

La energía liberada en la cadena pp, unos 26 MeV, se reparte entre las partículas emitidas: los fotones y los neutrinos. Los primeros surgen con energías altas, propias de la radiación gamma, pero en su camino hasta la fotosfera son continuamente absorbidos por la materia solar para volver a ser emitidos a una energía ligeramente más baja y en una dirección aleatoria. Así, la radiación electromagnética tarda muchos miles de años en alcanzar la superficie solar para ser emitida a una energía que corresponde a la luz visible. En cambio, a pesar de la alta densidad de las capas internas del Sol, es poco probable que los neutrinos interaccionen en su interior, por lo que llegan a la superficie en pocos segundos, llevándose un 2% del total de la energía producida. Aproximadamente ocho minutos después, los neutrinos solares alcanzan la Tierra en un número del orden de 66 000 millones por centímetro cuadrado y por segundo. La detección de estos neutrinos es una prueba directa de la existencia de los procesos de fusión del hidrógeno en el interior del Sol.

En estrellas de segunda o tercera generación (formadas a partir de la materia de estrellas anteriores, incluyendo supernovas) existe una cantidad suficiente de *metales* para que otros procesos de fusión del hidrógeno puedan competir con la cadena pp. Un modo alternativo de convertir hidrógeno en helio es mediante un ciclo de reacciones nucleares que se llama CNO (carbono-nitrógeno-oxígeno). Este ciclo necesita que núcleos como el del carbono-12 estén inicialmente disponibles y, además, temperaturas más altas que en el caso de la cadena pp para vencer la creciente barrera electrostática. Es el proceso dominante en estrellas más masivas que el Sol, cuando se superan los 17 millones de grados. En el caso de nuestra estrella, el ciclo CNO produce menos del 1% de la energía generada en los procesos de fusión.

En el ciclo CNO (figura 4) los núcleos de estos tres elementos actúan de catalizadores, es decir, intervienen en las reacciones de fusión de los protones en núcleos de helio, pero no se «gastan».



Si consideramos que el ciclo comienza con el carbono-12, este núcleo puede capturar un protón para producir nitrógeno-13, que sufre un proceso de tipo β^+ para dar lugar al carbono-13. Las dos reacciones siguientes de captura de protones nos conducen al oxígeno-15, que de nuevo se desintegra mediante un proceso β^+ a nitrógeno-15. El último paso es la captura de un nuevo protón y la emisión de un núcleo de helio-4 para volver al carbono-12 inicial. El resultado neto del ciclo CNO es el mismo que el de la cadena pp: la conversión de cuatro protones en un núcleo de helio-4 y la emisión de positrones, fotones y neutrinos.

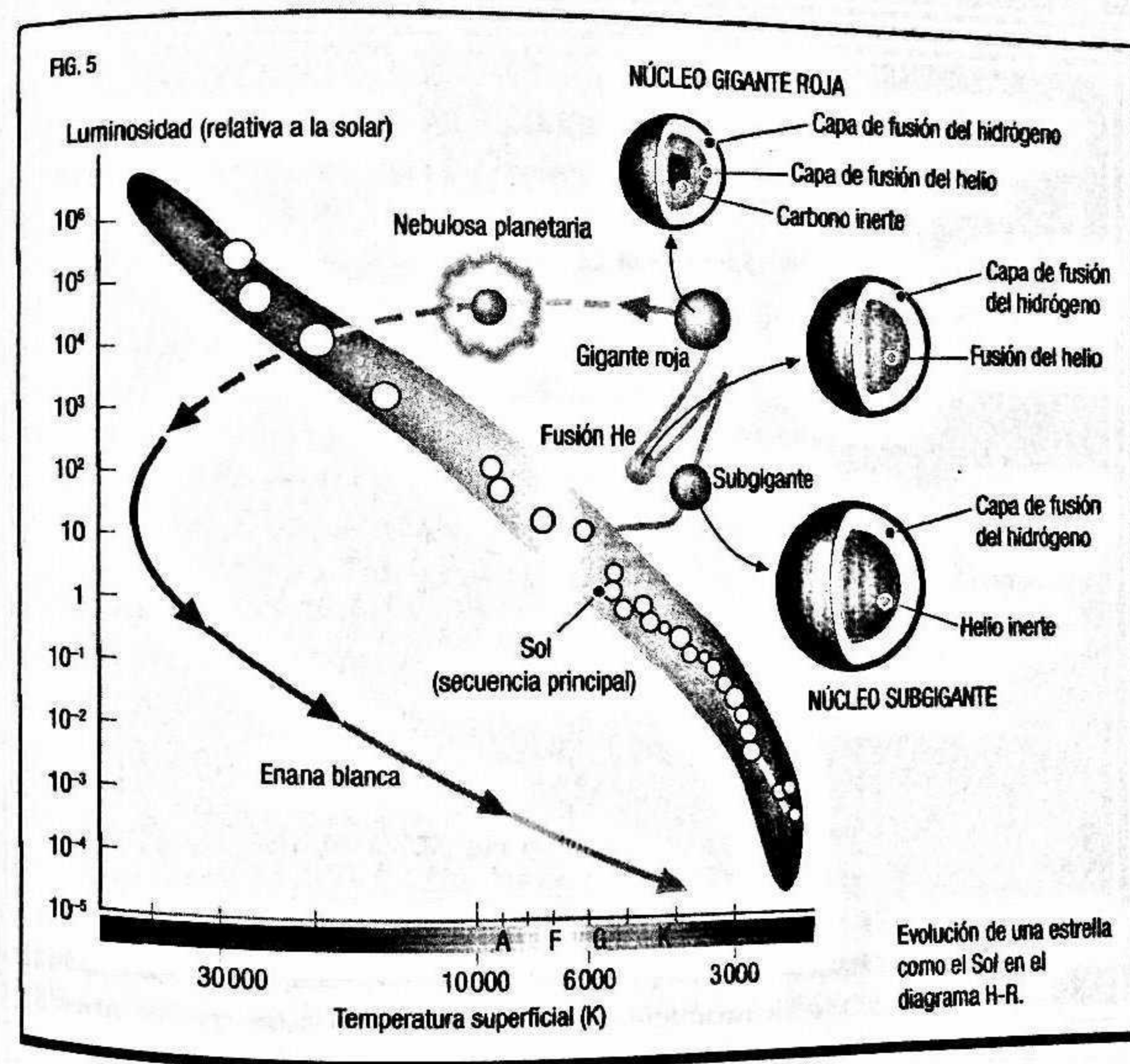
En las etapas iniciales de la fusión estelar puede haber solo núcleos de ^{12}C que dan lugar al resto de isótopos del carbono, del oxígeno y del nitrógeno. Cuando las reacciones del ciclo llegan al equilibrio, se fijan las cantidades relativas de los distintos isótopos como, por ejemplo, la relación entre las abundancias de ^{12}C y ^{13}C . Otros ciclos anexos al CNO son posibles cuando la temperatura estelar es aún mayor, y también incluyen núcleos de otros elementos como el flúor.

¿QUÉ SUCEDE MÁS ALLÁ DE LA SECUENCIA PRINCIPAL?

La fusión del hidrógeno en el núcleo estelar es un proceso tan lento y estable que las estrellas evolucionan muy poco mientras se encuentran en la secuencia principal. Ciertamente, existen pequeñas variaciones en tamaño y luminosidad, ya que con el tiempo el núcleo de la estrella se contrae levemente, con el consiguiente aumento de temperatura, lo que provoca que las reacciones nucleares ocurran algo más rápidamente. La producción de energía aumenta, así que para mantener el equilibrio hidrostático las capas más externas de la estrella se expanden un poco y, al mismo tiempo, la luminosidad y la temperatura superficial experimentan un leve aumento y descenso, respectivamente. Por ejemplo, el Sol es ahora algo mayor y más luminoso que en el pasado, y su parte más interna está formada por un 60% de helio.

Cuando una estrella ha consumido parte de su hidrógeno (alrededor del 10% en el caso del Sol), experimenta una serie de cambios que le van a conducir fuera de la secuencia principal. En el núcleo estelar formado por helio la fusión ya no es efectiva, así que la presión hacia el exterior descende, provocando una mayor contracción. El aumento de la temperatura del núcleo permite que continúe la fusión del hidrógeno en una capa concéntrica relativamente estrecha situada justo en el exterior del núcleo. Esta *fusión en capa* del hidrógeno produce más energía que cuando la estrella estaba en la secuencia principal, aumentando la presión hacia el exterior.

La expansión de las capas más externas se acelera mientras la estrella mantiene su luminosidad. En el diagrama H-R esto supone un movimiento horizontal hacia la derecha desde la posición de la estrella en la secuencia principal. Las estrellas solo permanecen un tiempo relativamente corto en esta fase de *subgigante*, cada vez más grandes y frías en su superficie. Mientras, el transporte de la energía producida hacia el exterior de la estrella es cada vez más efectivo, gracias al aumento de la *convección*. Se trata del movimiento de materia en el interior de la estrella por diferencias en la densidad de distintas regiones, que en una estrella como el Sol (véase su evolución en la figura 5) en la actualidad solo ocurre en su región más exterior.

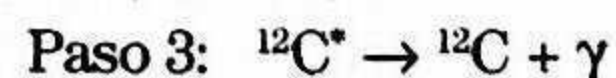
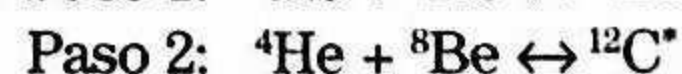


Cuando la estrella es completamente conductiva, su luminosidad es proporcional al calor producido en su núcleo, que escapa más fácilmente. La masa del núcleo crece con la fusión en capa del hidrógeno, aumentando también la luminosidad de la estrella y moviendo su posición verticalmente en el diagrama H-R. Sus capas exteriores se expanden todavía más y la estrella se convierte en una *gigante roja*. En esta fase la estrella presenta los dos extremos de densidad, con una envoltura externa de densidad muy baja y muy alejada del núcleo, que puede expulsarse con facilidad. En cambio, el núcleo estelar, cada vez más rico en helio, se comprime y se calienta. Cuando su temperatura alcanza los 100 millones de grados, un nuevo conjunto de reacciones nucleares se pone en marcha a partir del helio.

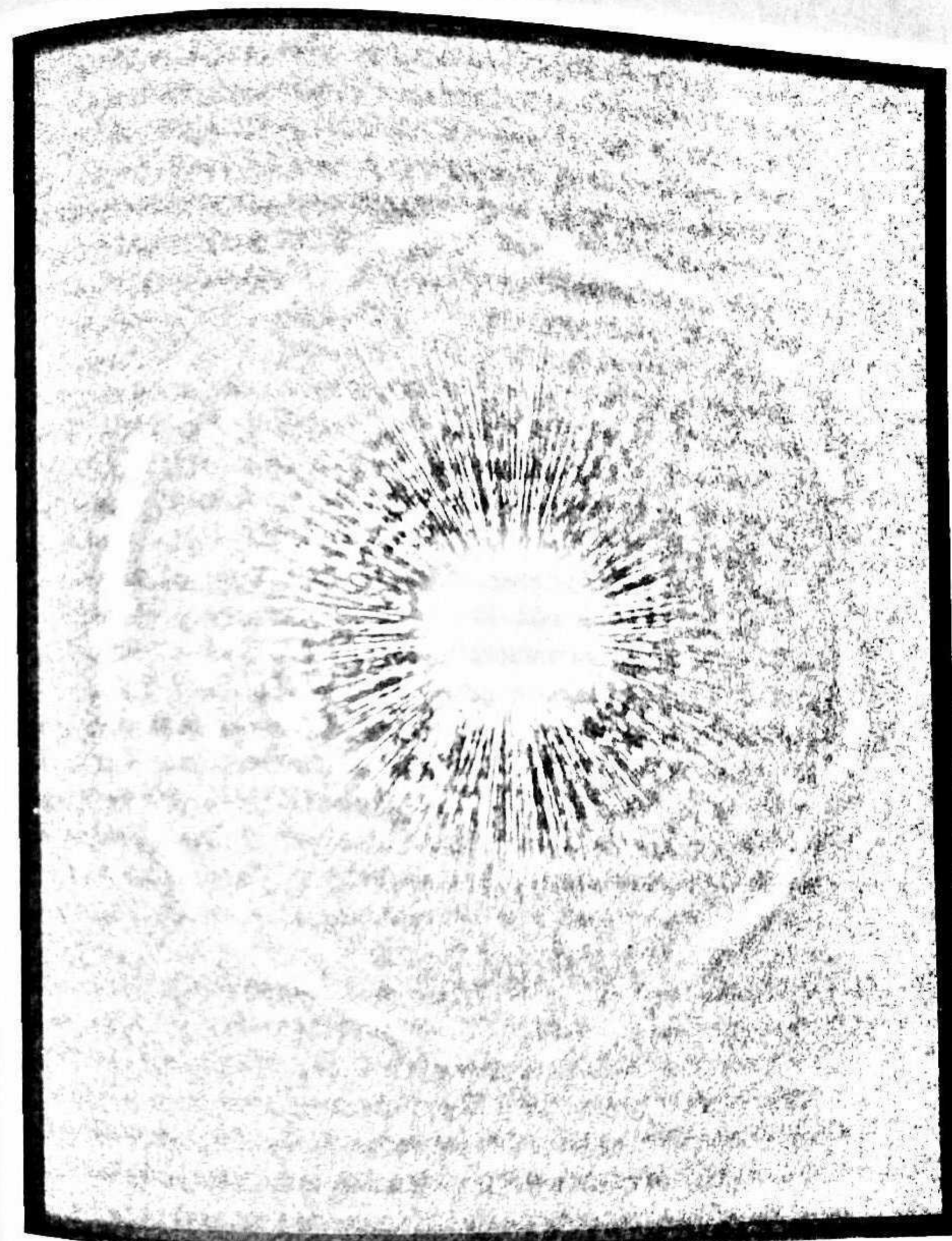
FUSIÓN DEL HELIO PARA PRODUCIR CARBONO Y OXÍGENO

La fusión del helio produce carbono y oxígeno, dos de los elementos importantes para la existencia de la vida. Son, además, los elementos más abundantes en el universo, tras el hidrógeno y el propio helio. Esta fusión necesita unas condiciones de alta temperatura (de entre 100 y 200 millones de grados) y densidad (de 10^5 a 10^8 kg m⁻³) que solo se dan en el núcleo de una gigante roja si su masa supera, aproximadamente, la mitad de la solar.

El proceso que da lugar a carbono-12 a partir de helio-4 se llama *triple-alfa* y comprende en realidad tres pasos:



En el primer paso dos núcleos de helio-4 se unen para formar otro de berilio-8. Como la masa de este núcleo es mayor que dos veces la masa del helio-4, se trata de un proceso endotérmico (que consume calor) que necesita de una pequeña cantidad de energía. Puede producirse si los dos núcleos de ${}^4\text{He}$ se aproximan con la suficiente energía cinética combinada, algo que solo



U Camelopardalis es una estrella de carbono, un tipo raro de estrella cuya atmósfera contiene más carbono que oxígeno. Se encuentra en las fases finales de su vida, y su inestabilidad se manifiesta con la expulsión, cada pocos miles de años, de una capa casi esférica de gas, como la que se aprecia en la imagen. En realidad, U Cam (su nombre abreviado) es mucho más pequeña de lo que aparenta por su intenso brillo.

sucede si la temperatura supera los 100 millones de grados. Además, el berilio-8 es muy inestable: en promedio, tras unos 10^{-16} segundos se rompe en dos núcleos de helio-4.

El segundo paso del proceso triple-alfa, que también requiere un aporte de energía, es la fusión de un núcleo de helio-4 con otro de berilio-8 (antes de que se desintegre) para crear otro de carbono-12 en un estado excitado ($^{12}\text{C}^*$), es decir, a una energía por encima de su estado fundamental. Este estado excitado del carbono-12 todavía no se había observado experimentalmente cuando el astrónomo británico Fred Hoyle (1915-2001), que tuvo controvertidas posturas con respecto a otras cuestiones científicas, predijo su existencia en 1954 para poder explicar cómo el carbono podía producirse en las estrellas.

El proceso se completa cuando uno de cada 2500 núcleos de $^{12}\text{C}^*$, en lugar de romperse de nuevo en helio-4 y berilio-8, sufre un proceso de desintegración gamma y pasa al estado fundamental del carbono-12. El correspondiente fotón emitido se lleva unos 7,65 MeV de energía, cerrando la conversión de helio en carbono que puede resumirse así: $3^4\text{He} \rightarrow ^{12}\text{C}$.

Cuando se ha formado suficiente carbono y la temperatura es lo bastante alta, la combinación de dos núcleos de ^4He y ^{12}C puede ocurrir dando lugar a uno de los isótopos del oxígeno: $^4\text{He} + ^{12}\text{C} \rightarrow ^{16}\text{O} + \gamma$. La producción de elementos más pesados con la adición de sucesivos núcleos de helio-4 (^{20}Ne , ^{24}Mg ...) es, sin embargo, extremadamente rara por el aumento de la barrera electrostática.

La fusión del helio en el núcleo de una gigante roja permite un nuevo periodo de estabilidad, aunque más corto que en el caso de la fusión del hidrógeno. Por ejemplo, en el caso del Sol se estima que durará unos 100 millones de años, con un movimiento en zigzag en el diagrama H-R desde su inicio. Para el Sol y otras estrellas con una masa inferior a unas ocho veces la solar, la fusión del helio pone fin a la generación de energía en su núcleo sin producir elementos más pesados que el carbono y el oxígeno.

Al cabo de un tiempo, la estrella presenta un núcleo inerte de carbono y oxígeno, rodeado de una capa donde aún se produce la fusión del helio. Por encima de esta existe una región de he-

lio, seguida por la capa donde todavía se quema el hidrógeno. Un nuevo aumento de la luminosidad hace que la estrella vuelva a ascender en el diagrama H-R hasta la región conocida como rama asintótica gigante (AGB, por sus siglas en inglés), donde una estrella como el Sol brillará miles de veces más que hoy en día. Se cree que, una vez en la fase AGB, el Sol sufrirá varios periodos de inestabilidad, con nuevos incrementos de luminosidad y tamaño, y una continua disminución de masa (hasta el 50% de la inicial) por eyección de materia, hasta perder completamente su envoltura exterior y dejar al descubierto su núcleo. En la última fase de su evolución, el Sol dará lugar a una envoltura en expansión de plasma y gas ionizado (*nebulosa planetaria*), mientras que su núcleo se convierte en una *enana blanca*. Este objeto superdenso y caliente, un remanente de una estrella poco masiva que ha agotado su combustible nuclear, ya no presenta reacciones de fusión nuclear, sino que se mantiene estable gracias a la llamada presión de degeneración de los electrones, originada por el principio de exclusión de Pauli e independiente de la temperatura. La enana blanca, con un tamaño comparable al de la Tierra pero con la mitad de la masa solar, continuará emitiendo lentamente la energía almacenada. Cuando esta se agote, se convertiría en una enana negra. Un astro hipotético del que no se ha podido comprobar la existencia porque se cree que el universo es demasiado joven para albergar a una de estas estrellas.

Creación de elementos pesados en las estrellas

La creación de los elementos más pesados que el carbono necesita unas condiciones cada vez más extremas, solo disponibles en estrellas muy masivas. Por encima de la región del hierro, la nucleosíntesis ocurre mediante la captura de neutrones, un proceso limitado a ciertas fases de la evolución estelar.

Hemos visto que el primer paso de la creación de los elementos en las estrellas es la conversión de hidrógeno en helio, un proceso que ocurre durante la mayor parte de su existencia. Las estrellas que tienen una masa inferior a la mitad de la solar, que son las más pequeñas pero también las más abundantes, no pueden producir núcleos más pesados y terminan su vida como enanas blancas constituidas por helio. Las estrellas de mayor masa, como el Sol, pueden iniciar la combustión del helio y producir carbono, junto a algo de oxígeno, y acabar su evolución en la fase de enana blanca de tipo CO (formada por carbono y oxígeno) tras expulsar una gran parte de su materia al espacio interestelar.

La suma de las abundancias de los elementos cuya creación hemos repasado hasta ahora (hidrógeno, helio, carbono y oxígeno) da cuenta del 99,4% de la masa de la materia ordinaria del universo. El pequeño porcentaje que falta hasta el total de la masa corresponde, sin embargo, a un gran número de elementos químicos que solo pueden sintetizarse en una estrella que tenga una masa inicial mucho mayor que la del Sol. La temperatura y la densidad que se alcanzan en su núcleo pueden permitir otros procesos nucleares que, de manera sucesiva y en etapas cada

vez más rápidas, producen la fusión del carbono, del neón y del oxígeno. La fase final de los mecanismos de fusión en el núcleo de estrellas muy masivas corresponde a la combustión del silicio, que ocurre de manera algo diferente a las anteriores y da lugar a diferentes isótopos de elementos desde el titanio al cinc.

Los elementos más allá de la región del hierro no pueden crearse en las estrellas mediante procesos de fusión. En primer lugar, porque de nuestra discusión sobre la estabilidad de los núcleos atómicos sabemos que necesitaríamos un aporte de energía. Además, como crece mucho la repulsión entre núcleos con una mayor carga positiva, la nucleosíntesis de elementos más pesados procede a través de una serie de reacciones de captura de neutrones libres, que evitan la barrera electrostática.

COMBUSTIÓN AVANZADA: DEL CARBONO AL HIERRO

En los núcleos de estrellas con una masa mucho mayor que la del Sol los procesos de fusión pueden continuar más allá del carbono. Sin embargo, se necesita una masa estelar inicial que sea superior, aproximadamente, a ocho veces la solar, para que en el núcleo exista una temperatura por encima de unos 500 millones de grados. Si se dan las condiciones adecuadas, dos núcleos de carbono-12 pueden unirse y liberar energía, formando isótopos de nuevos elementos como el neón, el sodio o el magnesio. La fase de combustión del carbono en una estrella es mucho más rápida que en los casos del hidrógeno o el helio: solo dura unos cientos de años.

Cuando la masa inicial de la estrella supera en diez veces la solar, en su núcleo pueden tener lugar sucesivas reacciones nucleares (véase la tabla de la página siguiente). Así, los procesos de combustión del neón y el oxígeno originan, por ejemplo, nuevos isótopos de magnesio, azufre o silicio. Cada nuevo paso exige una temperatura mayor y supone una fase adicional de la nucleosíntesis estelar, que ahora llega a producir elementos con más de diez protones. Por otra parte, las etapas duran cada vez menos y se consumen en menos de un año.

Combustión del...	Temperatura del núcleo y masa estelar mínimas	Reacciones principales	Escala de tiempo
Carbono	$5 \cdot 10^8$ K 8 M_{\odot}	$^{12}\text{C} + ^{12}\text{C} \rightarrow ^{20}\text{Ne} + ^4\text{He}$ $^{12}\text{C} + ^{12}\text{C} \rightarrow ^{23}\text{Na} + \text{p}$ $^{12}\text{C} + ^{12}\text{C} \rightarrow ^{24}\text{Mg} + \text{n}$	500 años
Neón	10^9 K 10 M_{\odot}	$^{20}\text{Ne} + \gamma \rightarrow ^{16}\text{O} + ^4\text{He}$ $^{20}\text{Ne} + ^4\text{He} \rightarrow ^{24}\text{Mg} + \gamma$	~1 año
Oxígeno	$2 \cdot 10^9$ K 10 M_{\odot}	$^{16}\text{O} + ^{16}\text{O} \rightarrow ^{28}\text{Si} + ^4\text{He}$ $^{16}\text{O} + ^{16}\text{O} \rightarrow ^{31}\text{S} + \text{n}$	meses
Silicio	$3 \cdot 10^9$ K 11 M_{\odot}	Fotodisociación del ^{28}Si en protones, neutrones y ^4He , seguida de recombinación para formar núcleos más pesados	~1 día

Procesos de combustión avanzada en el núcleo de estrellas muy masivas.

La última fase de la nucleosíntesis estelar que se puede considerar «estándar» (que ocurre en el núcleo de la estrella) es la combustión del silicio. La temperatura necesaria es del orden de tres mil millones de grados, así que se estima que solo sucede si la masa inicial de la estrella supera en once veces la solar. Esta etapa es distinta a la combustión del carbono o del oxígeno, donde tiene lugar la fusión de dos núcleos iguales. Al igual que sucede con la quema del neón, el proceso inicial incluye una serie de reacciones de *fotodesintegración*. En un entorno de altísima temperatura, existen fotones con una energía lo suficientemente grande para romper los núcleos de silicio-28. Gracias a este aparente paso atrás en la nucleosíntesis estelar, se crea una mezcla de nuevos núcleos de helio-4 y nucleones libres, tanto protones como neutrones, que pueden combinarse de nuevo para formar núcleos más pesados que el del silicio. Por esta razón también se dice que durante esta etapa el silicio «se funde» para después formar elementos más pesados. Se trata de una fase de la evolución estelar muy rápida: termina tras aproximadamente un día.

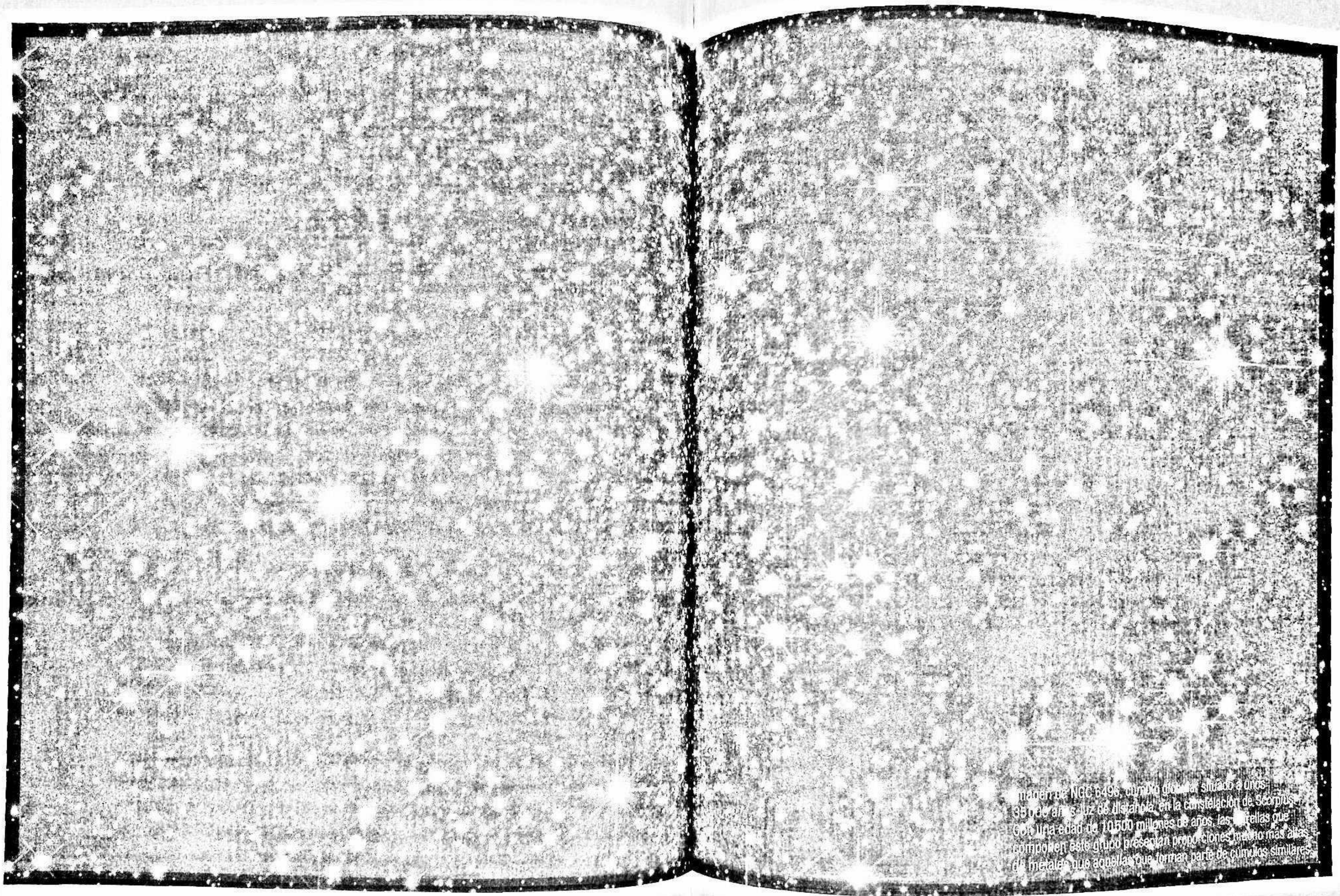


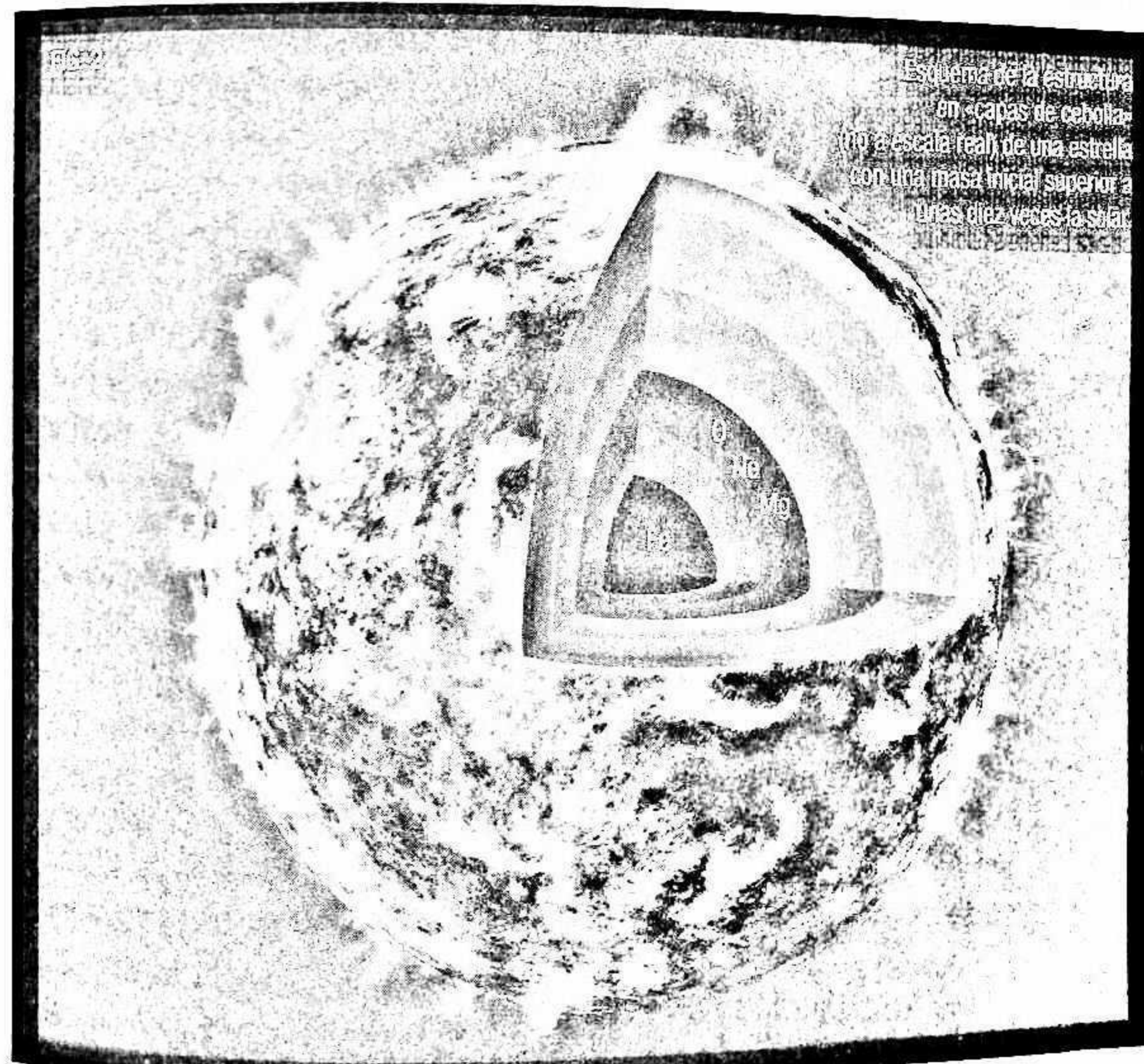
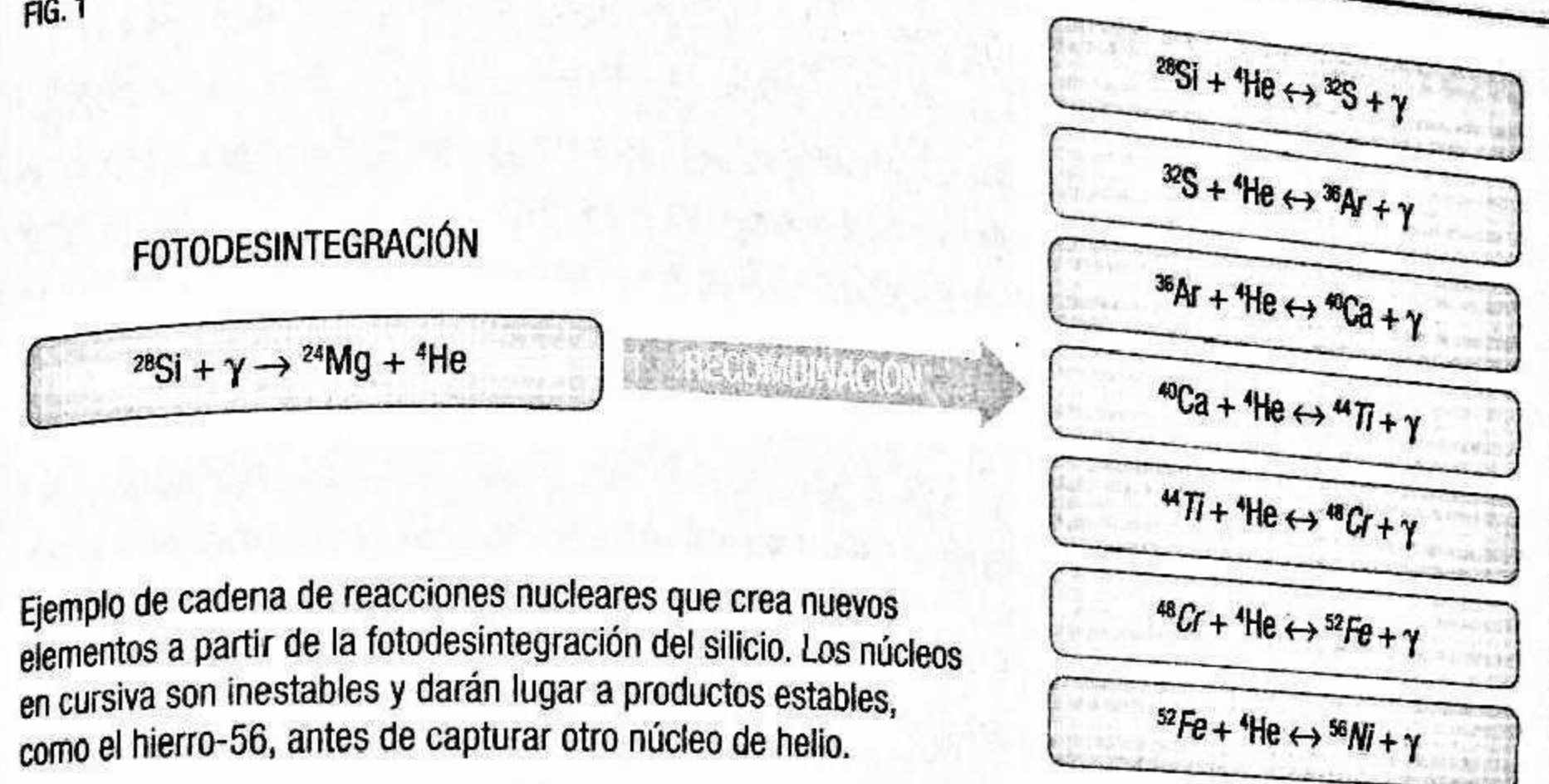
imagen de NGC 6495, cúmulo globular situado a unos 35 mil años luz de distancia, en la constelación de Scorpius. Con una edad de 10.500 millones de años, las estrellas que componen este grupo presentan proporciones mucho más altas de metales que aquellas que forman parte de cúmulos similares.

En la figura 1 se muestra una de las posibles cadenas de reacciones nucleares, que parte de la fotodesintegración del silicio en magnesio y helio. Los núcleos del helio-4 pueden ser absorbidos por otros para crear elementos cada vez más pesados, desde el azufre hasta el níquel. Algunos de los núcleos producidos son inestables, con vidas medias de entre unas horas y algunos años. Así, en algunos casos se desintegran a través de uno o varios procesos de tipo beta o mediante una captura electrónica y dan lugar a núcleos estables (^{44}Ca , ^{48}Ti , ^{52}Cr , ^{56}Fe ...) antes de capturar otro núcleo de helio. De esta manera, se producen muchos isótopos diferentes de los elementos que van desde el titanio hasta el cinc, es decir, con entre 22 y 30 protones.

La combustión del silicio incluye, además de procesos de absorción de núcleos de helio-4, otras reacciones que involucran la captura de neutrones o protones. En el núcleo de una estrella masiva todos estos procesos existen en equilibrio estacionario y pueden ocurrir en ambos sentidos (figura 1, nótese las flechas dobles). Por ejemplo, puede producirse tanto la captura de un núcleo de helio-4 para formar otro más pesado como la fotodesintegración de un núcleo para dar lugar a otro más ligero. Esta situación se llama *equilibrio nuclear estadístico*, y en ella la producción de los distintos núcleos queda fijada por las diferencias en sus energías de ligadura, favoreciendo una mayor abundancia de los núcleos más estables: aquellos que presentan un número másico cercano a 56 y conocidos globalmente como el *pico del hierro*. Incluye isótopos de los elementos comprendidos entre el titanio y el cinc.

Con cada fase de combustión de los diferentes núcleos, desde la del hidrógeno hasta la del silicio, una estrella masiva acumula una nueva capa compuesta, en su mayor parte, por un elemento distinto. En la capa más exterior encontramos hidrógeno y helio, todavía sin procesar. Conforme aumentamos la profundidad encontramos otras capas formadas, respectivamente, por helio resultante de la combustión del hidrógeno, carbono y oxígeno procedentes de la quema del helio, y así sucesivamente hasta llegar a la región más interna, formada por elementos más pesados, sobre todo los de la región del hierro. Tal y como se muestra de manera simplificada en la figura 2, la estrella presenta una

FIG. 1



ASTROFÍSICA NUCLEAR: EL ARTÍCULO B²FH

La creación de los elementos más pesados que el helio, los metales en la jerga de los astrónomos, comenzó a clarificarse en la década de 1950. Gracias a las observaciones, en aquella época ya se sabía que las estrellas no tenían la misma composición química, lo que sugería que la formación de los elementos, en lugar de tener un origen global en una fase temprana del universo, sucedía en el interior estelar. En 1957 se había conseguido reunir cierta evidencia, poco sólida desde el punto de vista actual, de que la nucleosíntesis tenía lugar en las estrellas. Ese año un grupo de físicos y astrónomos, estadounidenses y británicos, formado por el matrimonio Burbidge (Margaret y Geoffrey), William Fowler y Fred Hoyle, combinó los datos conocidos sobre las abundancias en las estrellas y el sistema solar, junto con los de experimentos de física nuclear y los cálculos de la evolución estelar, para mostrar cómo las estrellas podían producir desde el helio hasta el uranio. Su artículo de revisión, de título «La síntesis de los elementos en las estrellas», es más conocido como el «artículo B²FH» por las iniciales de sus autores.

Consolidando una nueva disciplina científica

El «artículo B²FH» es un ingenioso resumen que actualizaba trabajos previos junto con algunas contribuciones originales. Para producir prácticamente todos los núcleos conocidos en las estrellas se sugerían ocho tipos de procesos distintos, en muchos casos nombrados con letras (s, r, p...). La descripción incluía las reacciones de fusión, desde el hidrógeno al oxígeno, junto con cálculos de los procesos lento y rápido de captura de neutrones. Este trabajo, más accesible que otro artículo seminal sobre el tema del astrofísico canadiense Alastair G.W. Cameron, puso las bases del campo de la astrofísica nuclear, que tiene como objetivo estudiar las reacciones nucleares que suceden en el interior del Sol y las otras estrellas del universo. Su avance es posible gracias a diversas líneas de investigación en física nuclear, como el estudio de las posibles reacciones en laboratorios y el desarrollo de cálculos teóricos del comportamiento nuclear y su relación con el medio estelar.



B²FH: los Burbidge, junto a William Fowler y Fred Hoyle en 1971. Fowler recibió el premio Nobel de Física en 1983 por sus estudios sobre la nucleosíntesis, un galardón que muchos (incluido Fowler) consideraron que Hoyle debería haber compartido. El carácter de Hoyle, que había criticado a muchos de sus colegas y al propio comité Nobel y siguió defendiendo ideas como la del universo estacionario, parece que jugó en su contra.

estructura interna en capas tipo «cebolla». Esta estratificación indica que en las capas internas se ha alcanzado una temperatura cada vez más alta, en especial en su núcleo, que ha permitido crear elementos con un mayor número atómico.

CAPTURA DE NEUTRONES

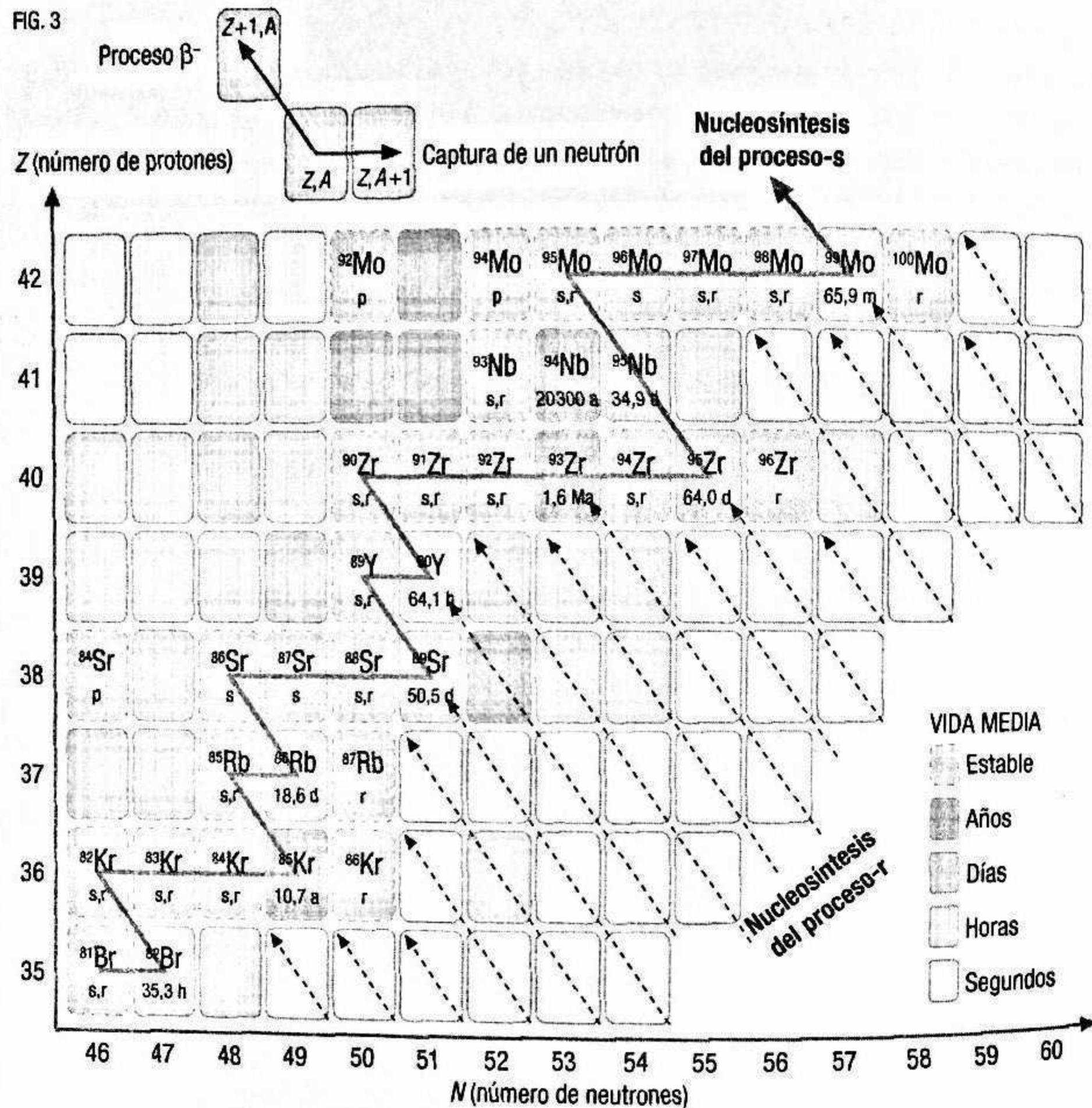
La nucleosíntesis de los elementos por encima de la región del hierro (es decir, más pesados que el níquel o el cinc) se enfrenta a dos problemas importantes. Por un lado, la repulsión electrostática entre núcleos cargados es demasiado grande para permitir su fusión a la temperatura que se puede alcanzar en el interior estelar. El segundo problema está relacionado con la estabilidad de los núcleos atómicos más allá del hierro. Su energía de ligadura decrece al aumentar el número atómico, así que su producción por fusión de núcleos más ligeros necesitaría extraer energía del entorno y sería muy rara en una situación de equilibrio como en el caso de la combustión del silicio.

Pero existe una serie de reacciones nucleares que evita completamente el problema de la repulsión electrostática: los procesos de *captura de neutrones*. En ellas, un núcleo absorbe un neutrón individual que, siendo una partícula neutra, puede atravesar la barrera creada por la carga de los protones. Los procesos de captura de neutrones son el mecanismo principal que tiene lugar en las estrellas para producir los elementos pesados, como el oro y el plomo, aunque también pueden ser importantes para la creación de algunos elementos más ligeros.

Cuando un núcleo absorbe un neutrón libre del medio estelar emite un fotón, aumentando en una unidad su número de nucleones o *número másico*. El resultado es muy sencillo de ver cuando se muestra en una ampliación de la carta de los núcleos como la mostrada en la figura 3: un salto de un cuadrado hacia la derecha. Como el número de protones no varía, el núcleo final sigue siendo del mismo elemento químico. Por ejemplo, si partimos del bromo-81, la captura de un neutrón lo convierte en bromo-82.

Los núcleos ricos en neutrones suelen ser inestables. Y si el núcleo que resulta tras la captura de un único neutrón no lo es, lo será tras incorporar dos o más neutrones. El modo de desintegración de un nucleido inestable con exceso de neutrones es un proceso beta negativo, donde uno de sus neutrones se con-

FIG. 3



Nucleosíntesis por captura de neutrones en la región de la carta de los núcleos de 46 a 60 neutrones y de 35 a 42 protones. La letra (p, r, s) en cada isótopo indica qué proceso o procesos son responsables de su producción. El camino que recorre el proceso lento transcurre cercano al valle de estabilidad, mientras que las flechas discontinuas muestran las desintegraciones hacia los núcleos estables que marcan el fin del proceso rápido.

vierte en un protón y se emiten dos partículas adicionales (un electrón y un antineutrino). Esta desintegración no cambia el número másico, pero sí incrementa en una unidad el número de protones, y corresponde a un movimiento en diagonal hacia la izquierda y hacia arriba en la carta de los núcleos. Por tanto, la combinación de la captura de uno o varios neutrones y una o varias desintegraciones beta permite la creación de núcleos con un número mayor de protones. El resultado neto es la nucleosíntesis de nuevos elementos. Si volvemos a la figura 3, el bromo-82, que resulta cuando el bromo-81 absorbe un neutrón, se desintegra tras unas horas para formar un núcleo de un nuevo elemento: el kriptón.

¿Qué sucede cuando un núcleo captura un neutrón en el medio estelar? Si el núcleo resultante es estable, podrá absorber un nuevo neutrón y avanzar hacia la derecha en la carta de los nucleidos. En cambio, si se produce un núcleo inestable se plantea la duda sobre qué proceso ocurrirá primero: su desintegración o una nueva captura de un neutrón. La escala temporal de la desintegración beta solo depende del isótopo en cuestión y está dictada únicamente por la física nuclear. En cambio, la probabilidad de captura de un neutrón también depende del ambiente donde se sitúe el núcleo. La competición entre la absorción de un neutrón sucesivo y la desintegración beta determina, por tanto, cómo se desarrolla la nucleosíntesis de elementos pesados por captura de neutrones. Se suele tomar como referencia los dos casos extremos, conocidos como procesos *lento* y *rápido*, según sean más probables las desintegraciones beta o nuevas capturas de neutrones, respectivamente.

Un proceso de captura lento, y otro rápido

El proceso de captura lento o proceso-s (por *slow*, lento en inglés) ocurre cuando la densidad de neutrones en el medio es lo suficientemente baja como para que sea mucho más probable que un núcleo inestable sufra una desintegración beta antes de absorber un nuevo neutrón. La trayectoria que describe el pro-

ceso-s en la carta de los núcleos puede predecirse fácilmente. Como puede comprobarse en el ejemplo de la figura 3, a partir de un núcleo inicial más ligero (bromo-81 en este caso) el proceso-s sigue un camino en zigzag que avanza horizontalmente hasta llegar a un núcleo inestable, que tras su desintegración da lugar a uno estable. Como este camino pasa por la mayoría de los núcleos estables de la región mostrada, es posible crear los isótopos correspondientes, al menos parcialmente, a través del proceso-s.

La trayectoria del proceso-s en la carta de los núcleos transcurre siempre muy cerca del valle de la estabilidad, pero no es única. En ocasiones, el núcleo que se produce tras la captura de un neutrón puede producirse en un estado excitado que se desintegra antes que el estado fundamental. En ese caso, el proceso-s se bifurca en dos rutas que volverán a unirse unos pasos después. También existen núcleos inestables pero con una vida media elevada (miles o millones de años), como ocurre en el caso del zirconio-93 (Zr, véase la figura 3). El producto de su desintegración beta, el niobio-93, se crea cuando el proceso-s ya ha terminado.

El caso opuesto al proceso-s, llamado proceso de captura rápida o proceso-r (por *rapid* en inglés), corresponde a una situación con un flujo de neutrones muy elevado en el medio estelar. La captura sucesiva de muchos neutrones, antes de que el núcleo recién creado se desintegre, es muy probable. El proceso-r discurre por la región más hacia la derecha de la carta de los núcleos, por debajo del valle de estabilidad, y produce temporalmente múltiples núcleos inestables que son muy ricos en neutrones. Cuando deja de ser efectiva la fuente que da lugar a la alta densidad de neutrones, estos núcleos inestables inician una serie de desintegraciones beta que terminan en los correspondientes isótopos estables.

La captura de neutrones da lugar a la gran mayoría de los isótopos de los elementos más pesados. Muchos de ellos se crean tanto a través del proceso lento como del rápido, pero sus diferentes caminos en la carta de los núcleos son una indicación de que las proporciones producidas de cada isótopo varían

para cada tipo de proceso. Algunos núcleos estables presentan una posición en la carta que impide que sean alcanzados por el proceso lento o por el rápido, así que solo son producidos por uno de los dos mecanismos. En el ejemplo de la figura 3 hay tres núcleos (^{86}Sr , ^{87}Sr y ^{96}Mo) que solo pueden crearse por el proceso-s y otros cuatro (^{86}Kr , ^{87}Rb , ^{96}Zr y ^{100}Mo) que son productos exclusivos del proceso-r. Por otra parte, el proceso-s solo llega hasta el plomo y el bismuto ($Z=82$ y 83), mientras que, gracias a la mayor disponibilidad de neutrones, el proceso-r puede producir núcleos tan pesados como los del torio o el uranio ($Z=90$ y 92), inestables pero con vidas medias del orden de miles de millones de años.

Como vimos, los núcleos que tienen ciertos números mágicos de protones o neutrones son más estables que sus vecinos. Así, los núcleos con un número mágico de neutrones ($N=50, 82, 126$) se producen en mayor cantidad porque presentan una menor probabilidad de capturar un neutrón adicional. En el caso del proceso-s, estos núcleos son estables y corresponden a elementos con un total de aproximadamente 90, 138 y 208 nucleones. El proceso-r también origina más núcleos con un número mágico de neutrones, pero son en general inestables y se desintegran produciendo otros. Los máximos en las abundancias de los elementos que provienen del proceso-r presentan valores del número másico menores ($A=85, 130, 195$) que en el caso del proceso-s, que se caracteriza también por tener unos picos de abundancia más definidos. Por otra parte, los dos tipos de procesos ocasionan una mayor abundancia de núcleos con un número par de protones con respecto a aquellos que presentan Z impar.

¿En qué tipo de estrellas son efectivos los procesos de captura de neutrones? En general, no es común hallar neutrones en el interior estelar. Como sabemos, un neutrón libre es inestable y se desintegra a través de un proceso beta con una vida media de unos diez minutos, así que es más probable encontrar a los neutrones encerrados en los núcleos de helio o de otros elementos más pesados. Solo en ciertas fases de la evolución estelar es posible encontrar reacciones nucleares efectivas que liberen

neutrones. De hecho, todavía no se conoce con completa seguridad en qué fase y tipo de estrellas la captura de neutrones es efectiva, en particular con respecto al proceso-r.

Se cree que el proceso-s tiene lugar durante la fusión del helio en el núcleo de una estrella muy masiva (diez o más masas solares), o bien, en las de masa intermedia (aproximadamente, entre una y nueve veces la solar) durante la fase AGB o rama asintótica gigante. En este último caso, las estrellas experimentan periodos o *pulsos* de inestabilidad ligados a la fusión del helio en capa, que duran entre cientos y miles de años. Por ejemplo, núcleos como el del carbono-13, presente en el ciclo CNO en la capa que quema el hidrógeno, pueden llegar a la capa del helio y sufrir una reacción de producción de neutrones ($^{13}\text{C} + ^4\text{He} \rightarrow ^{16}\text{O} + \text{n}$).

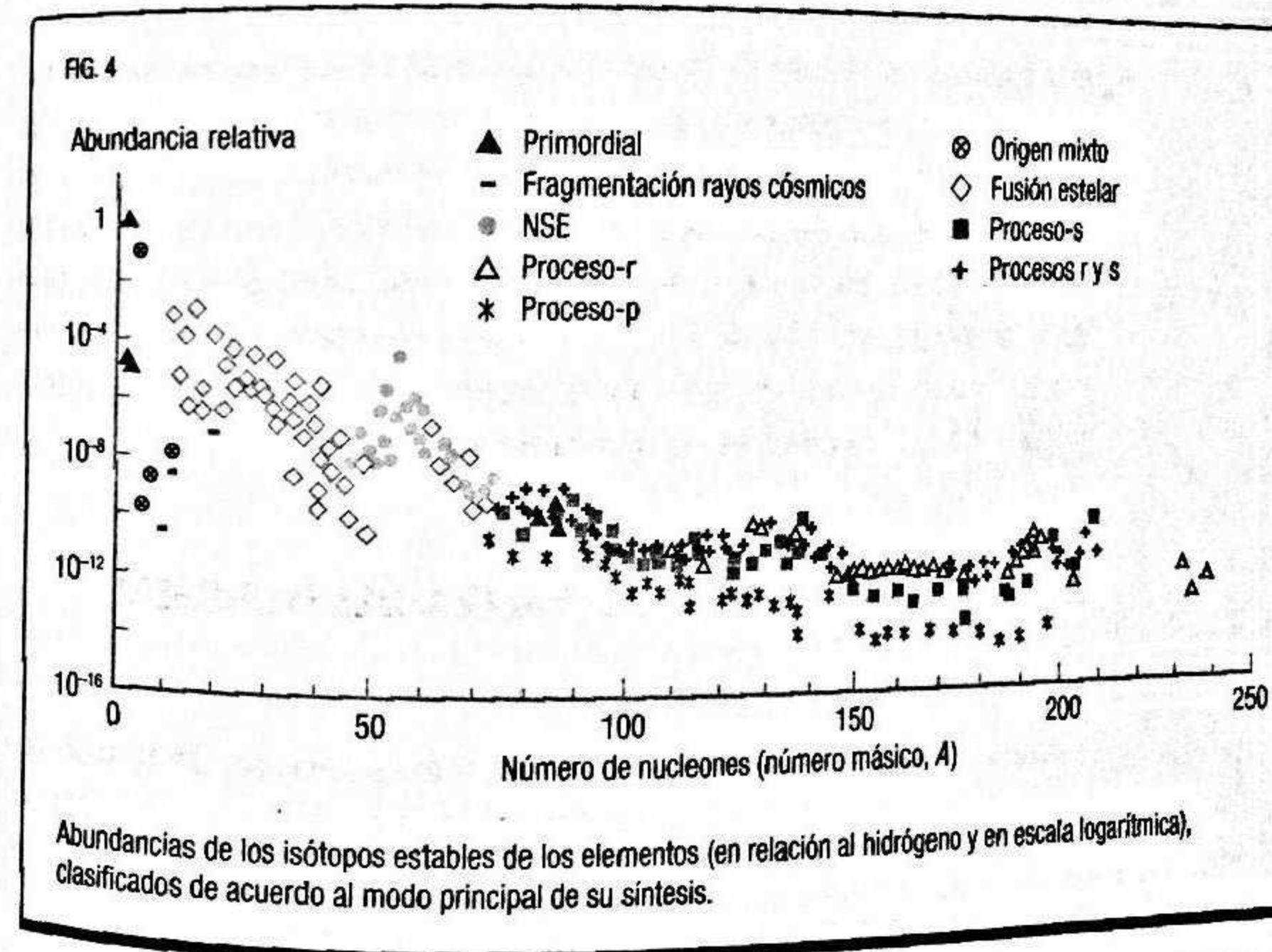
El lugar del proceso-r es más difícil de especificar, ya que se necesita un bombardeo masivo de los núcleos iniciales por parte de neutrones. Para producir elementos típicos del proceso-r como el europio, el oro o el uranio, hace falta un flujo muy intenso de neutrones que solo es posible en ciertas situaciones dramáticas de la vida de las estrellas. Durante mucho tiempo se ha considerado que el sitio más probable es en las regiones interiores de una estrella en la fase de supernova, durante los pocos segundos que tarda en colapsar su núcleo y sufrir una violenta explosión. Sin embargo, recientemente se han propuesto otras opciones, en particular el caso de la unión de dos *estrellas de neutrones*. Estos cuerpos superdensos, que se mantienen estables gracias a la presión de degeneración de los neutrones, son uno de los posibles remanentes de una estrella muy masiva (la otra es un agujero negro) tras su explosión en forma de supernova.

LA NUCLEOSÍNTESIS EN LA NATURALEZA: DEL HIDRÓGENO AL URANIO

Hasta ahora hemos descrito las principales formas de la nucleosíntesis en la naturaleza, tanto en el universo temprano como, sobre todo, en las distintas fases de la evolución estelar. Estos modos de creación de nuevos elementos permiten explicar, de

manera bastante precisa, las abundancias observadas de los más de 250 isótopos estables (figura 4) en relación a la del isótopo más ligero del hidrógeno. Los procesos de nucleosíntesis que hemos repasado permiten explicar por qué, en general, los elementos son menos abundantes conforme crece el número atómico. Al mismo tiempo, también dan cuenta de la existencia de máximos locales (picos) en algunas regiones en torno a ciertos isótopos del helio, el oxígeno, el hierro o el plomo.

En la figura 4 se indica, en cada caso, qué proceso es el principal responsable de su producción, aunque hay algunos núcleos que tienen un origen mixto. Por ejemplo, uno de los isótopos más abundantes es el helio-4, que proviene tanto de la nucleosíntesis primordial como de la fusión del hidrógeno en las estrellas. Como podemos ver, prácticamente todos los núcleos se producen en las estrellas. Los más ligeros, hasta unos 60 nucleones en la región del hierro, son el fruto de las distintas reacciones de fusión en el interior estelar. La gran mayoría, sin embargo, se origina gracias a los procesos de captura de neutrones. Alrededor del 75% de los



SUPERNOVAS

La etapa final de la evolución de ciertas estrellas es una violenta explosión que expulsa sus capas exteriores, conocida como supernova. Aunque solo una pequeña parte de la energía liberada por una supernova es en forma de luz, durante un breve periodo su brillo rivaliza con el de su propia galaxia. Se cree que durante la fase de supernova se dan las condiciones para la creación de los elementos más pesados, por ejemplo a través del proceso rápido de captura de neutrones.

El final de la vida de estrellas muy masivas

Entre las candidatas a terminar sus vidas como supernovas destacan las estrellas muy masivas (con más de once masas solares) que, tras completar todas las fases de fusión nuclear, presentan una estructura de capas concéntricas formadas por las «cenizas» de cada proceso de combustión estelar. En el núcleo de la estrella, constituido principalmente por hierro, las reacciones de fusión ya no pueden producir la energía necesaria para mantener la presión hacia el exterior, por lo que la gravedad conduce a su contracción. Si la masa del núcleo supera el llamado límite de Chandrasekhar, unas 1,4 veces la masa solar, la presión de degeneración de los electrones no es suficiente para sostener el núcleo, que sufre un colapso catastrófico. El proceso se acelera debido a la existencia de dos tipos de reacciones nucleares que absorben energía en lugar de liberarla. Tanto las fotodesintegraciones de los núcleos como los procesos de captura de electrones o neutronización, que convierten protones en neutrones, necesitan un aporte de energía.

Una tremenda explosión

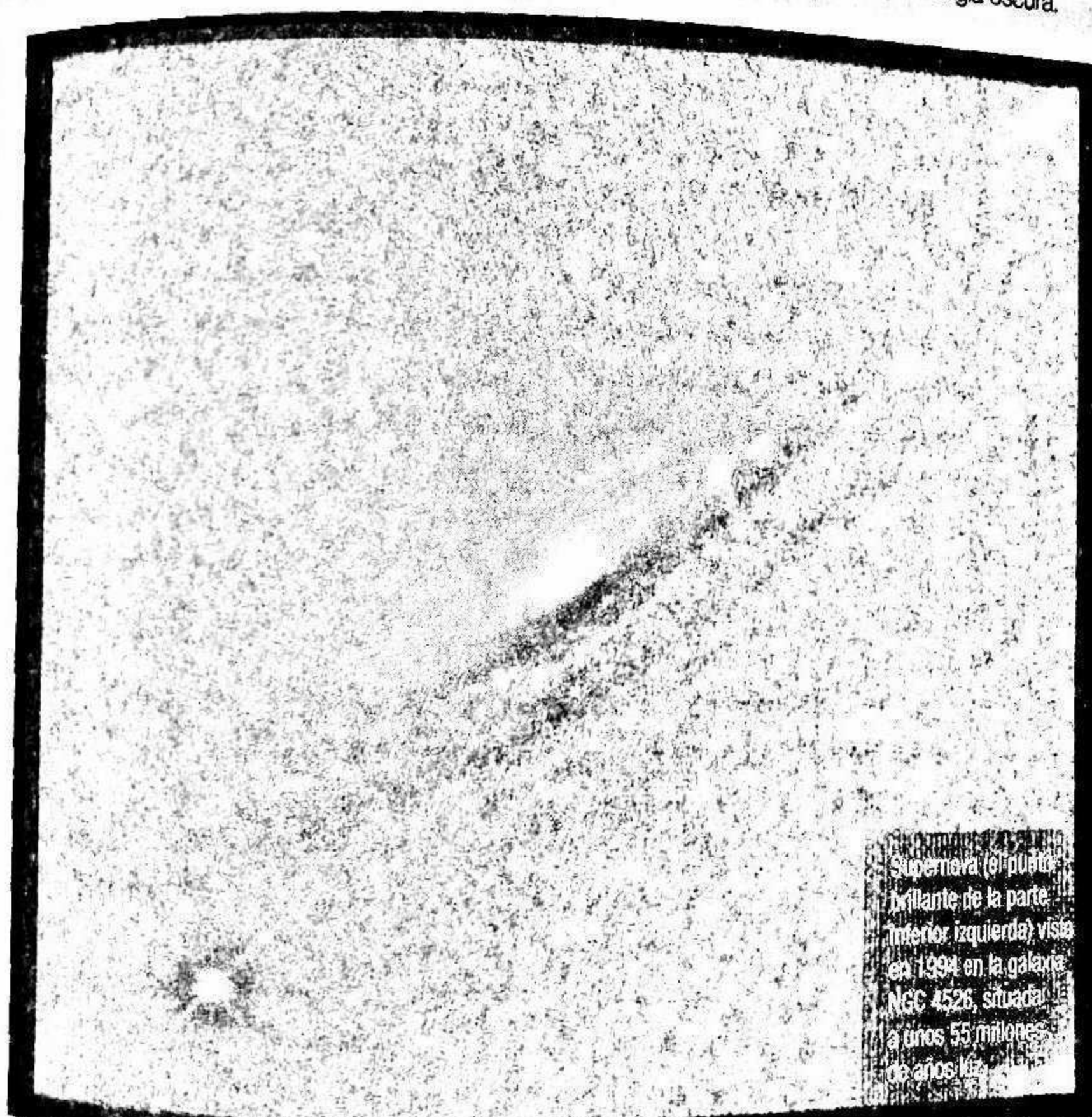
El efecto combinado de la fotodesintegración nuclear y la neutronización es la absorción de una cantidad muy grande de energía, casi tanta como la que ha emitido la estrella durante su etapa en la secuencia principal. Si añadimos la disminución de la presión de degeneración de los electrones y la energía que se llevan los neutrinos, es fácil comprender por qué el núcleo de la estrella colapsa hasta alcanzar una densidad enorme, comparable a la de los núcleos atómicos. En ese momento, las fuerzas nucleares resisten una compresión mayor y el correspondiente «rebote» origina una onda de choque hacia el exterior que atraviesa la materia que sigue cayendo y produce la expulsión de gran parte de las capas de la estrella: una explosión de supernova. El proceso exacto que lleva a la eyección de las capas externas de la estrella es todavía incierto. Aunque parece claro que existe la suficiente energía para producir la explosión, la manera precisa en que se transmite a las zonas externas de la estrella aún se desconoce.

Remanentes post colapso

Una estrella que explota en forma de supernova al colapsar su núcleo puede dejar dos tipos de remanentes. En el primero, la presión de degeneración de los neutrones sostiene el núcleo, convertido en una estrella de neutrones. Se trata de un objeto muy denso que posee una masa del orden de la del Sol, pero contenida en una esfera de solo 10 km de radio. Si la masa del objeto que queda tras la explosión supera un valor de aproximadamente tres veces la solar, no hay nada que pueda detener el colapso, que continúa hasta que ni siquiera la luz puede escapar del intenso campo gravitatorio. Se crea así una región del espacio-tiempo conocida como agujero negro.

Otra forma de generar una supernova

Además de las estrellas muy masivas que sufren el colapso de su núcleo, existe otro tipo importante de astros que pueden dar lugar a una supernova. Se trata de sistemas binarios donde una enana blanca de tipo CO absorbe gradualmente materia de su estrella compañera y aumenta su temperatura hasta permitir la fusión del carbono. Una parte importante de la enana blanca sufre una reacción descontrolada y libera una gran cantidad de energía, provocando su colapso y la explosión de supernova (de tipo Ia). Como su origen es una enana blanca, la luminosidad intrínseca de esta categoría de supernovas es muy similar y se emplea como *candela estándar*, término que los astrofísicos usan para designar objetos que resultan útiles para medir distancias en el universo. La medida de un gran número de este tipo de supernovas en muchas galaxias fue clave para que se demostrara en 1998 que el ritmo de expansión del universo se está acelerando, un hecho producido por una nueva forma desconocida de energía llamada energía oscura.



Supernova (el punto brillante de la parte inferior izquierda) vista en 1994 en la galaxia NGC 4526, situada a unos 55 millones de años luz.

elementos son producto de los procesos lento y rápido. Aproximadamente, cada uno da lugar a la mitad de las abundancias de los núcleos más pesados en el sistema solar.

Si, como yo, llevas un anillo de oro, fue forjado en una explosión de supernova.

DAVID CHRISTIAN

Existen ciertos núcleos pesados que no pueden crearse a través de ninguno de los dos procesos de captura de neutrones, ni en el lento ni en el rápido. Son una treintena de núcleos situados en la parte izquierda del valle de estabilidad, que presentan un mayor porcentaje de protones que los otros isótopos estables y se llaman núcleos del *proceso-p*. En la figura 3 encontramos tres ejemplos: ^{84}Sr , ^{92}Mo y ^{94}Mo . Todos ellos están «protegidos» de los procesos r y s por otros núcleos que tienen el mismo número de nucleones (^{84}Kr , ^{92}Zr y ^{94}Zr , respectivamente).

La abundancia de los núcleos del proceso-p es mucho menor que la correspondiente a aquellos creados por los procesos s y r, pero su existencia indica que estos no son los únicos mecanismos de producción de los elementos pesados. Aunque es tentador pensar que estos isótopos se crean por captura de protones, en realidad se han propuesto varias posibilidades para su síntesis en las estrellas. Por ejemplo, durante una explosión de supernova existe un «baño» de fotones de alta energía que podría producirlos con la combinación de fotodesintegraciones y procesos beta a partir de los núcleos creados por los procesos r y s.

A pesar de su éxito predictivo, la descripción expuesta de la nucleosíntesis estelar es, en cierto sentido, una simplificación de los procesos que realmente suceden. Los detalles de la producción de elementos pueden cambiar debido a la amplia variedad de los posibles sistemas estelares. Como caso particular, podemos citar la nucleosíntesis en las estrellas de primera generación, que solo contenían hidrógeno y helio primordiales. Por otra parte, la evolución de una estrella cambia cuando forma parte de un sistema múltiple, como sucede en aproximadamente la mitad de los casos. Por ejemplo, una estrella de neutrones presente en un sistema binario puede acumular en su superficie

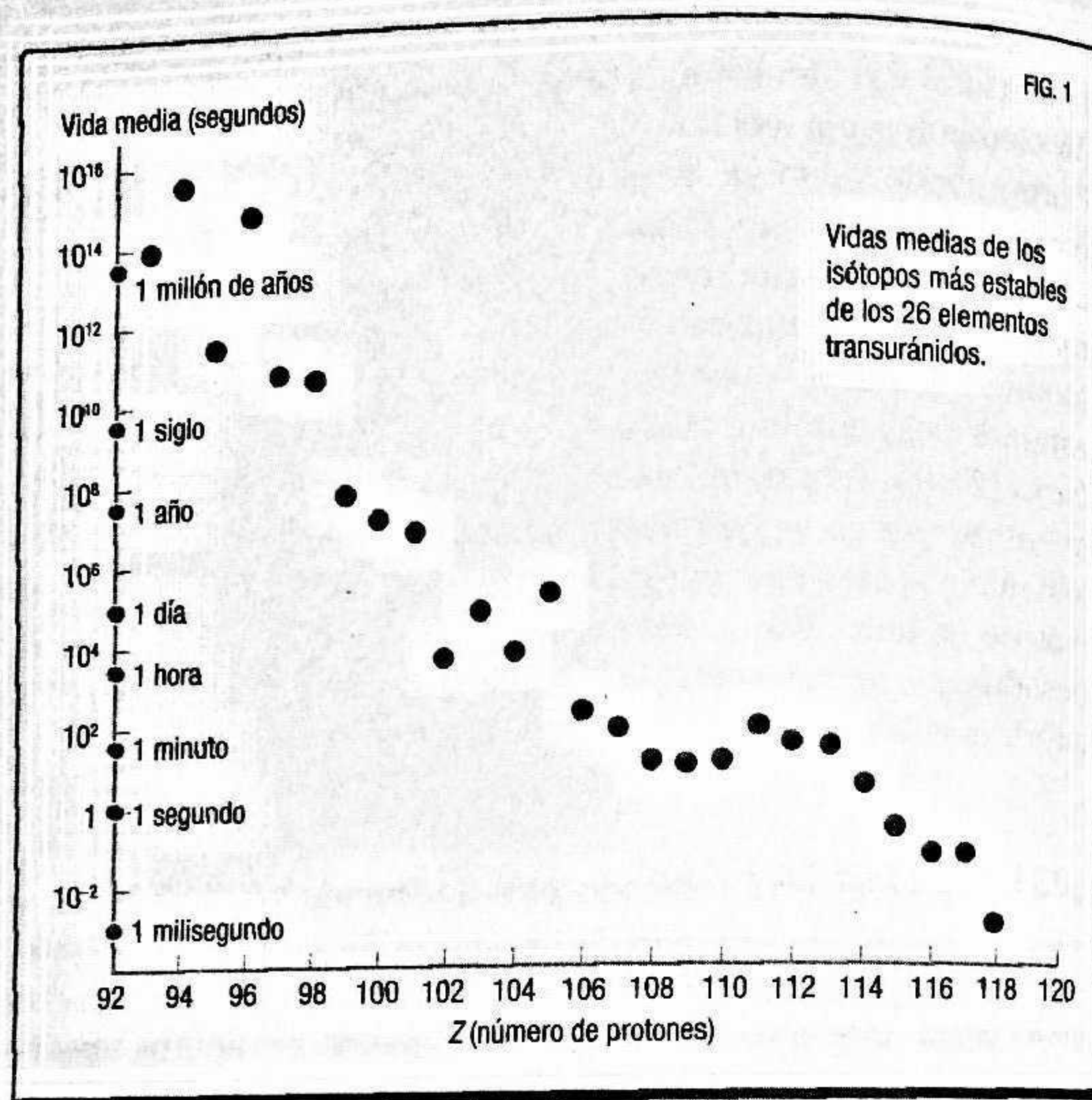
la materia, rica en hidrógeno y helio, que absorbe de las capas exteriores de su compañera. Esta acumulación puede conducir a una explosión termonuclear donde podrían existir reacciones de captura rápida de protones (*proceso-rp*) que crearan núcleos ricos en protones.

Alquimia moderna: elementos superpesados y antinúcleos

Los científicos han sintetizado núcleos de elementos con un número atómico mayor que el del uranio, ausentes de manera natural en la Tierra. Su análisis se enmarca en la búsqueda de los límites de la estabilidad nuclear. En paralelo, se dan los primeros pasos en el estudio de las unidades básicas de la antimateria.

El sistema solar está formado principalmente por hidrógeno y helio primordiales, además de una pequeña proporción de elementos más pesados que, junto a parte del helio, fueron creados en estrellas de generaciones previas. Los dos elementos más ligeros no son, sin embargo, los más comunes en la Tierra y en el resto de planetas rocosos, que solo constituyen una diminuta fracción de la masa total del sistema solar. Se estima que la contribución de solo cuatro elementos (hierro, oxígeno, silicio y magnesio) da cuenta de más del 90% de la masa terrestre, aunque repartidos de manera desigual en el núcleo, el manto y la corteza.

De todas formas, en la Tierra podemos encontrar unos noventa elementos químicos diferentes, desde el hidrógeno al uranio (con número atómico 92), originados en los distintos procesos naturales de la nucleosíntesis. Aquellos con mayor número atómico que el bismuto ($Z=83$) carecen, como hemos visto, de isótopos estables. Solo dos de ellos, el torio y el uranio, se consideran elementos primordiales, es decir, tienen isótopos con una vida media tan larga que ya existían cuando se formó la Tierra. El resto de elementos con número atómico entre 84 y 92 están pre-



sentes en nuestro planeta en cantidades muy pequeñas, creados de manera continua en las cadenas naturales de desintegración nuclear.

Todos los elementos por encima del uranio, en cambio, han sido producidos artificialmente por los científicos desde 1940. Reciben el nombre de elementos *sintéticos* y sus correspondientes isótopos son todos radiactivos. Sin embargo, no deben confundirse ambos términos, ya que no todos los núcleos radiactivos son sintéticos. Por otra parte, aunque el neptunio ($Z=93$) y el plutonio ($Z=94$) se observaron por vez primera en laboratorios, *a posteriori* se han encontrado trazas diminutas de ambos elementos en estado natural, originadas en reacciones nucleares secundarias del uranio. De todas formas, por convención se considera que el uranio es el elemento más pesado que puede hallarse en la naturaleza.

En el momento de escribir este libro, el núcleo observado con mayor número de protones tiene 118, así que se han descubierto 26 elementos por encima del uranio.

Como puede verse en la figura 1, los correspondientes isótopos se desintegran tras un periodo que, en general, disminuye al aumentar el número atómico. Algunos de los isótopos más estables del neptunio, el plutonio o el curio ($Z=96$) duran millones de años, mientras que no se ha observado que los núcleos del elemento 118 vivan

más de un milisegundo. De todas formas, para los elementos más pesados que el californio ($Z=98$) podrían existir isótopos por descubrir que fueran más estables que los ahora conocidos.

Durante siglos los químicos trabajaron para convertir el plomo en valioso oro, y finalmente descubrieron que el valioso uranio se convertía en plomo sin que el hombre hiciera esfuerzo alguno.

ISAAC ASIMOV

LOS LÍMITES DE LA ESTABILIDAD NUCLEAR

La búsqueda de los elementos químicos que nunca se han fabricado en la Tierra continúa hoy en día, gracias al esfuerzo que los grupos de investigación internacionales dedican a la síntesis de núcleos cada vez más pesados. Es indudable que una de las motivaciones para seguir adelante es el prestigio que otorga ser reconocido como el equipo responsable del descubrimiento de un nuevo elemento. Sin embargo, la razón principal es explorar los límites de la carta de los núcleos, es decir, estudiar qué combinaciones de protones y neutrones dan lugar a núcleos lo suficientemente estables para medir sus propiedades, más allá de los varios miles de nucleidos conocidos.

Como hemos visto, cada uno de los elementos químicos presenta diferentes isótopos, cuyos núcleos tienen el mismo número de protones pero diferente cantidad de neutrones. Para cada elemento, se cree que sus núcleos, estables o no, pueden albergar un número de neutrones en un cierto intervalo, desde un mínimo hasta un máximo. Estos dos extremos corresponden a los casos donde no es posible obtener otro núcleo con un nuevo protón o neutrón

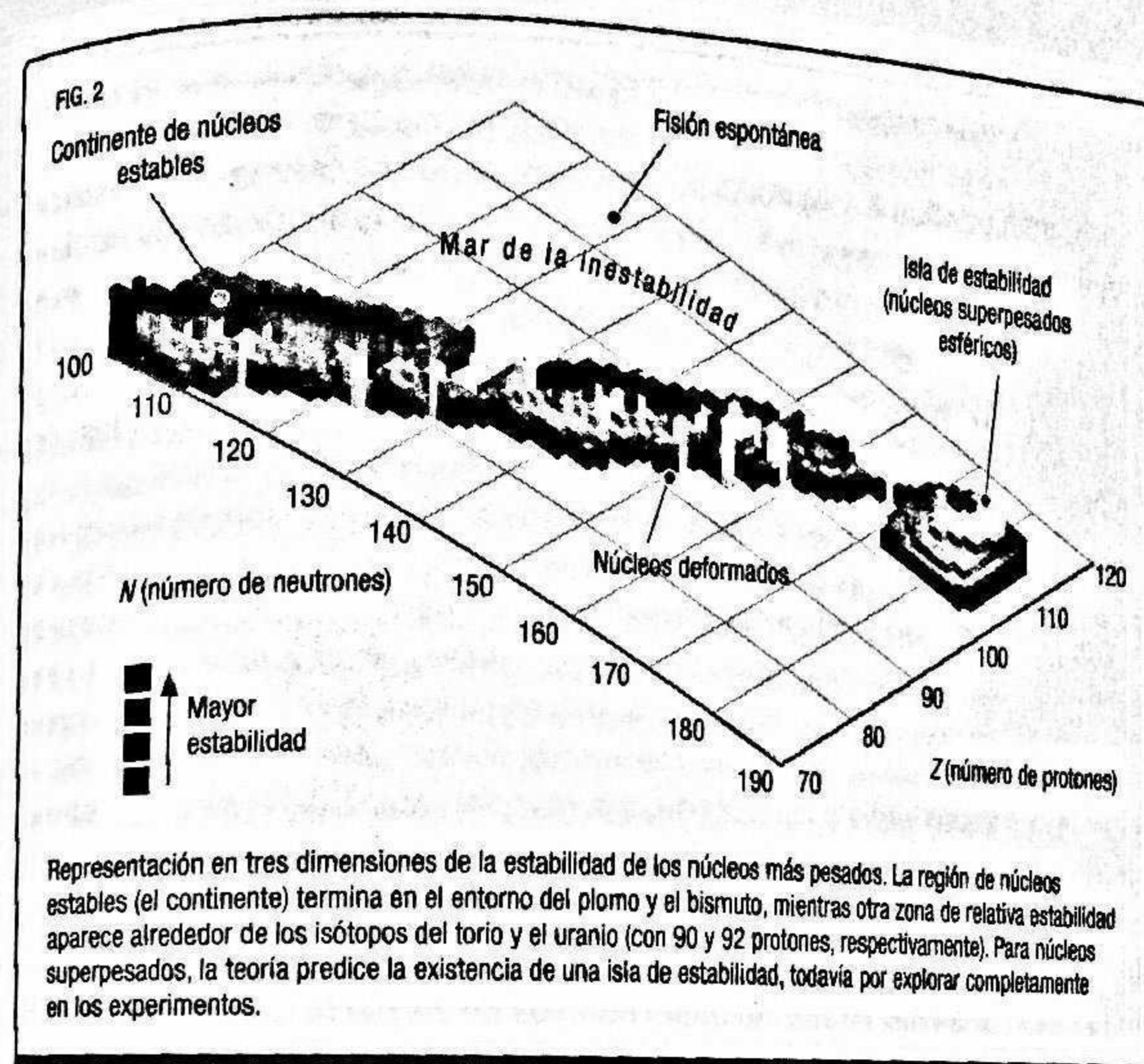
Los protones otorgan al átomo su identidad, y los electrones, su personalidad.

BILL BRYSON

adicional, porque este tendría una energía de ligadura negativa y sería más favorable crearlo fuera del núcleo. Dado que el nuevo nucleón se emitiría inmediatamente, también puede decirse que «gotearía» del núcleo. Al conjunto de los nucleidos que marcan estos dos extremos se les llama *líneas de goteo* y están situadas a la izquierda y a la derecha de las combinaciones conocidas de protones y neutrones de la carta de los núcleos.

La situación de la línea de goteo de protones en la carta de los núcleos está bien establecida para los elementos presentes de manera natural en la Tierra. En cambio, los núcleos que marcan la línea de goteo de neutrones solo se han fijado para los elementos más ligeros, aproximadamente hasta el oxígeno. Se cree que una amplia región de núcleos, todavía desconocida, existe a la derecha y por debajo de la carta actual. Entre otras razones, su estudio es importante porque incluye los núcleos involucrados en la nucleosíntesis estelar por captura rápida de neutrones, que da lugar a los elementos más pesados. En general, se piensa que unos 1 500 nuevos núcleos podrían descubrirse en un futuro próximo.

El estudio de la región de los núcleos más pesados es otro aspecto interesante, relacionado con el descubrimiento de nuevos elementos. Al aumentar el número de protones, cambia el balance entre la creciente repulsión electrostática y la fuerza nuclear fuerte que mantiene la unión entre nucleones. Por tanto, se espera que los núcleos de los elementos transuránicos sean cada vez menos estables (véase la figura 1). En particular, debería ser la norma que los núcleos muy pesados se rompieran inmediatamente en otros más ligeros, a través de un proceso de fisión espontánea. Sin embargo, en los años sesenta del siglo pasado algunos físicos nucleares teóricos postularon la existencia de una región más estable de elementos superpesados, que podemos imaginar como una *isla de estabilidad* en un mar de núcleos inestables. Como se muestra en la figura 2, se encontraría alejada del *continente* de núcleos estables y por encima de



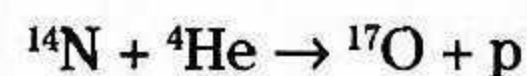
otra isla, donde se encuentran los núcleos más estables de, entre otros, el uranio o el torio.

La idea se basa en el desarrollo del modelo de capas, que como vimos explica la existencia de algunos valores, los números mágicos de protones o neutrones, que conducen a núcleos más esféricos y estables que sus vecinos. En especial, los núcleos doblemente mágicos, cuyo representante más pesado es el plomo-208 (82 protones y 126 neutrones). La predicción teórica para núcleos superpesados incluye números mágicos adicionales para protones (114 o 120) y neutrones (184). La nueva isla de estabilidad se hallaría en la región alrededor de estos valores (aunque se predicen otras combinaciones para núcleos deformados, es decir, no esféricos). Si se probara su existencia, se abrirían nuevos horizontes para la física nuclear, permitiendo

quizá la producción de núcleos superpesados en cantidades macroscópicas y con una vida suficientemente larga para estudiar sus correspondientes propiedades químicas.

ELEMENTOS TRANSURÁNIDOS: POR ENCIMA DE $Z=92$

La creación de nuevos elementos a partir de otros de manera artificial, la ambición de los antiguos alquimistas, es una realidad desde hace casi un siglo. A través de un experimento desarrollado en 1919, Rutherford descubrió que un isótopo del nitrógeno desaparecía emitiendo protones cuando sus núcleos recibían el impacto de partículas alfa procedentes de una fuente radiactiva. Pocos años después, se comprobó que lo que sucedía era la transmutación del nitrógeno en oxígeno a través de la reacción



que no daba lugar a un elemento desconocido, pero sí al isótopo estable menos común del oxígeno. Otras transformaciones eran posibles utilizando como blancos de las partículas alfa otros núcleos distintos, pero solo para elementos ligeros, no más allá del calcio.

A partir de la década de 1930, la invención de un acelerador de partículas llamado ciclotrón por el físico nuclear estadounidense Ernest Lawrence en la Universidad de California, en Berkeley, permitió aumentar la energía de las partículas. Por otra parte, gracias al descubrimiento del neutrón en 1932 se añadía una partícula neutra a la lista de posibles proyectiles. En los años siguientes, se logró sintetizar artificialmente núcleos de tres elementos con menos protones que el uranio y que todavía no habían sido observados de forma natural: el tecnecio (con número atómico 43), el prometio ($Z=61$) y el ástato ($Z=85$).

En 1934, Enrico Fermi propuso una manera de crear elementos por encima del uranio. La idea era inducir transiciones nucleares a través de la irradiación de elementos pesados con neutrones. Al igual que sucede en el proceso de captura lenta de

neutrones en las estrellas, si a la absorción de un neutrón le sigue un proceso de desintegración beta, el núcleo gana un protón y se suma una unidad al número atómico. De esta manera, comenzó la búsqueda de elementos transuránicos, que dio lugar a resultados casi inmediatos (véase en la tabla de la página siguiente los elementos del $Z=93$ al $Z=118$). Fermi y sus colaboradores creyeron haber logrado la producción de los elementos 93 y 94 mediante el bombardeo de uranio con neutrones. Pero unos años después, los físicos austriacos Lise Meitner y Otto Frisch demostraron, basándose en resultados experimentales previos de los químicos alemanes Otto Hahn y Fritz Strassmann, que lo que realmente había sucedido era que el núcleo de uranio se rompía, generando dos núcleos más ligeros. Se había descubierto la fisión nuclear, que liberaba una gran cantidad de energía y que hizo posible la construcción de reactores y bombas nucleares.

El primer elemento transuránico se descubrió en Berkeley en 1940, cuando dos estadounidenses, el químico Edwin McMillan y el físico nuclear Philip Abelson, identificaron núcleos de neptunio en una muestra de uranio-238 irradiada con neutrones. De acuerdo a la idea de Fermi, primero se producía uranio-239, y posteriormente se daba un proceso beta que originaba neptunio-239. El siguiente elemento no se hizo esperar, ya que un año después el equipo liderado por el químico estadounidense Glenn Seaborg sintetizó núcleos con 94 protones, utilizando también el ciclotrón de Berkeley. Fue bautizado como plutonio, completando así la terna de elementos nombrados en honor a un planeta (en ese momento, Plutón todavía no había sido clasificado por los astrónomos como planeta enano). Aunque las propiedades químicas del neptunio y el plutonio no resultaron ser las esperadas, el problema se superó cuando Seaborg propuso que eran miembros de una nueva familia de elementos que comenzaba con el actinio ($Z=89$). Como presentaba similitudes con la química de los lantánidos, esta familia de elementos, los actínidos, se colocó debajo y condujo al último cambio importante en la presentación habitual de la tabla periódica. Seaborg compartió con McMillan el premio Nobel de Química en 1951 por sus descubrimientos sobre las propiedades químicas de los elementos transuránicos.

Z	Nombre (símbolo)	En honor de
93	Neptunio (Np)	Planeta Neptuno
94	Plutonio (Pu)	Planeta enano Plutón
95	Americio (Am)	América, por analogía con el europio
96	Curio (Cm)	Marie (1867-1934) y Pierre Curie (1859-1906)
97	Berkelio (Bk)	Ciudad de Berkeley, sede del laboratorio
98	Californio (Cf)	Estado de California
99	Einsteinio (Es)	Albert Einstein (1879-1955)
100	Fermio (Fm)	Enrico Fermi (1901-1954)
101	Mendelevio (Md)	Dimitri Mendeléiev (1834-1907)
102	Nobelio (No)	Alfred Nobel (1833-1896)
103	Laurencio (Lr)	Ernest Lawrence (1901-1958)
104	Rutherfordio (Rf)	Ernest Rutherford (1871-1937)
105	Dubnio (Db)	Dubna, ciudad rusa sede del JINR
106	Seaborgio (Sg)	Glenn Seaborg (1912-1999)
107	Bohrio (Bh)	Niels Bohr (1885-1962)
108	Hassio (Hs)	Estado alemán de Hesse, sede del GSI
109	Meitnerio (Mt)	Lise Meitner (1878-1968)
110	Darmstadtio (Ds)	Darmstadt, ciudad sede del GSI
111	Roentgenio (Rg)	Wilhelm Roentgen (1845-1923)
112	Copernicio (Cn)	Nicolás Copérnico (1473-1543)
113	Nihonio (Nh)	Japón, país del laboratorio RIKEN
114	Flerovio (Fl)	Gueorgui Flíórov (1913-1990)
115	Moscovio (Mc)	Región de Moscú, sede del JINR de Dubna
116	Livermorio (Lv)	Laboratorio nacional Lawrence Livermore
117	Téneso (Ts)	Tennessee, estado sede del Oak Ridge Lab.
118	Oganesón (Og)	Yuri Oganessian (nacido en 1933)

Los elementos transuránicos. La lista incluye los nombres y símbolos, junto al planeta, ciudad, región geográfica o científico que representan. Los nombres y símbolos de los elementos 113, 115, 117 y 118 son las últimas incorporaciones, aprobadas por la IUPAC en 2016.

La síntesis de los siguientes elementos, desde el americio ($Z=95$) al californio ($Z=98$), se realizó también en laboratorios de Estados Unidos entre 1944 y 1950, a través del bombardeo de núcleos pesados con neutrones o partículas alfa. En cambio, el descubrimiento de los dos elementos sucesivos, el einstenio ($Z=99$) y el fermio ($Z=100$), sucedió de una manera inesperada. En el marco de una serie de pruebas de armas nucleares estadounidenses, se llevó a cabo en 1952 la primera explosión de una bomba de hidrógeno en un atolón de las Islas Marshall, situadas cerca del ecuador en el océano Pacífico. La detonación de la bomba, cuyo nombre en código era *Ivy Mike*, produjo reacciones de fusión nuclear acompañadas de un flujo de neutrones muy intenso. Ese hecho posibilitó que núcleos de uranio absorbieran una gran cantidad de estas partículas, emulando a la nucleosíntesis estelar por captura rápida. Después, a través de sucesivos procesos beta, dieron lugar a núcleos de los elementos por encima del californio. Por ejemplo, cuando un núcleo de uranio-238 captura 15 neutrones se convierte en uranio-253, un isótopo rico en neutrones que tras siete desintegraciones beta da lugar al einstenio-253. Un equipo de investigadores de Berkeley y del Laboratorio Nacional de Argonne, situado cerca de Chicago, descubrió la presencia de einstenio y fermio en la zona de la explosión: en los filtros de papel que la habían sobrevolado y en muestras de coral recogidas en una isla vecina.

Más tarde, los ocho nuevos elementos más pesados que el uranio fueron producidos a través del método de captura de neutrones propuesto por Fermi, ya en cantidades que podían medirse en el laboratorio. No existen muchas aplicaciones fuera de la investigación básica que los utilicen en la actualidad, si dejamos de lado los posibles usos del plutonio como elemento fisible en armas nucleares o como componente de un cierto tipo de combustible empleado en los reactores nucleares. Las pocas utilidades que se pueden mencionar se basan, precisamente, en su carácter radiactivo. Como su desintegración emite calor, los radioisótopos se han empleado en pequeños generadores termoeléctricos a bordo, por ejemplo, de sondas espaciales como las *Voyager*. Por otra parte, una diminuta cantidad de americio

se emplea en un tipo de detectores de humo llamados de ionización, mientras que el californio se usa como fuente radiactiva de neutrones en aplicaciones como el llamado análisis por activación con neutrones. Gracias a esta técnica es posible identificar los elementos presentes en un material dado, que se tornan radiactivos al absorber los neutrones.

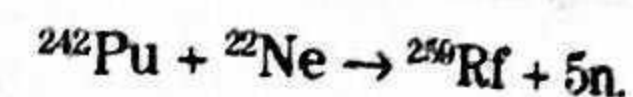
NÚCLEOS SUPERPROTÓNICOS

La creación de núcleos atómicos con más de un centenar de protones tuvo que afrontar un serio problema: ningún isótopo del fermio se desintegra mediante un proceso beta. Por tanto, la técnica de bombardeo con neutrones no resultaba útil para producir elementos más pesados. Un método alternativo consiste en sintetizar una cantidad suficiente de núcleos de los actínidos más pesados, que después son bombardeados con partículas alfa y otros iones más pesados con el objetivo de producir su fusión. Esta técnica, sin embargo, se enfrentaba al problema de la creciente repulsión electrostática entre dos núcleos cargados. Para superarla sería necesario provocar un choque a una energía muy alta, con el inconveniente de producir núcleos en estados excitados que podrían partirse espontáneamente en dos.

Ya en la segunda mitad del siglo xx, la síntesis de los siguientes elementos necesitó nuevas instalaciones tecnológicas, que incluyeron la construcción de aceleradores lineales. Por otra parte, si añadimos que las plantas de producción de los actínidos más pesados se limitaban a los estados que poseían armas nucleares, los únicos países que podían competir eran Estados Unidos y la antigua Unión Soviética. A uno de los centros de investigación involucrados ya lo conocemos: el Laboratorio Nacional Lawrence Berkeley, administrado por la Universidad de California. El otro es el Instituto Unificado para la Investigación Nuclear (JINR, por sus siglas en inglés), localizado en la ciudad rusa de Dubna.

En 1955 se consiguió sintetizar en Berkeley el elemento que sigue al fermio en la tabla periódica, con la producción de nú-

cleos de mendelevio ($Z = 101$) a través de la irradiación de einstenio-253 con partículas alfa. Durante las dos décadas sucesivas, tanto en Berkeley como en Dubna continuaron los intentos para crear otros elementos, utilizando proyectiles más pesados que incluían, entre otros, núcleos de carbono, neón o cromo. Por ejemplo, el isótopo del elemento 104 con 259 nucleones se descubrió al exponer plutonio a un flujo intenso de núcleos de neón. El proceso indujo la siguiente reacción nuclear:



Entre ambos laboratorios se sintetizaron los siguientes cinco elementos: nobelio ($Z = 102$), laurencio ($Z = 103$), rutherfordio ($Z = 104$), dubnio ($Z = 105$) y seaborgio ($Z = 106$). Estos son sus nombres actuales, que no corresponden exactamente a los propuestos por los descubridores. La confrontación entre estadounidenses y soviéticos no fue ajena al ambiente general de guerra fría entre las dos superpotencias, y durante mucho tiempo continuaron las disputas tanto sobre la prioridad de los descubrimientos de los nuevos elementos como sobre la elección de sus nombres. La discusión se zanjó a finales de siglo, gracias a la intermediación de la IUPAC.

La síntesis de núcleos con más protones que el seaborgio se consiguió gracias a una nueva técnica conocida como *fusión suave* (*soft fusion*), concebida por el físico soviético Yuri Oganessian en Dubna en la década de 1970. En lugar de irradiar núcleos de actínidos pesados con iones ligeros, la idea de Oganessian era lanzar núcleos semipesados, como el de argón, contra otros de plomo o bismuto. Las velocidades relativas de los núcleos en el choque eran menores, reduciendo así la probabilidad de que se rompiera el núcleo combinado.

El desarrollo de la técnica de fusión suave se llevó a cabo en el Centro para la Investigación de Iones Pesados (GSI, por sus siglas en alemán), situado en la ciudad de Darmstadt. Allí se sintetizaron por vez primera núcleos de los elementos 107 a 109, durante la década de 1980. Por ejemplo, el núcleo de bohrio-262 se formó tras emitir un neutrón el resultado de la fusión de nú-

LAS GUERRAS TRANSFÉRMICAS Y EL NOMBRE DE LOS ELEMENTOS SUPERPESADOS

Las agrias polémicas entre grupos de investigación acerca de la prioridad del descubrimiento de los elementos por encima del fermio y, sobre todo, quién los bautizaba, son seguramente uno de los aspectos menos conocidos del periodo de guerra fría entre las dos superpotencias. En algunos casos, los equipos de Berkeley y el JINR de Dubna reivindicaron de manera casi simultánea el hallazgo de núcleos de un nuevo elemento. Como, por convención, los descubridores de un elemento eran quienes elegían cómo llamarlo, las disputas entre americanos y soviéticos también incluyeron el honor de nombrarlos.

Otorgar un nombre a un nuevo elemento nunca fue cosa fácil

Desde los años sesenta hasta los noventa del siglo pasado, los nombres de ciertos elementos sintéticos que aparecían en la tabla periódica cambiaban según el país donde había sido impresa. En especial, los elementos «estadounidenses» con número atómico 104 y 105 se llamaron rutherfordio (en honor de Ernest Rutherford) y hahnio (por el químico alemán Otto Hahn), pero eran conocidos como kurchatovio (por el físico soviético Igor Kurchatov) y nielsbohrio (por el físico danés Niels Bohr) en los países de la órbita soviética. Otra controversia surgió al respecto del elemento 106 cuando los estadounidenses propusieron homenajear a su compatriota, el químico Glenn Seaborg (en la fotografía), que tanta influencia había tenido en el campo de los elementos superpesados. La propuesta de llamarlo seaborgio no fue bien recibida por algunos, ya que el famoso químico aún estaba vivo y la «tradición» dictaba que el nombre de un descubridor podía usarse solo después de su fallecimiento.

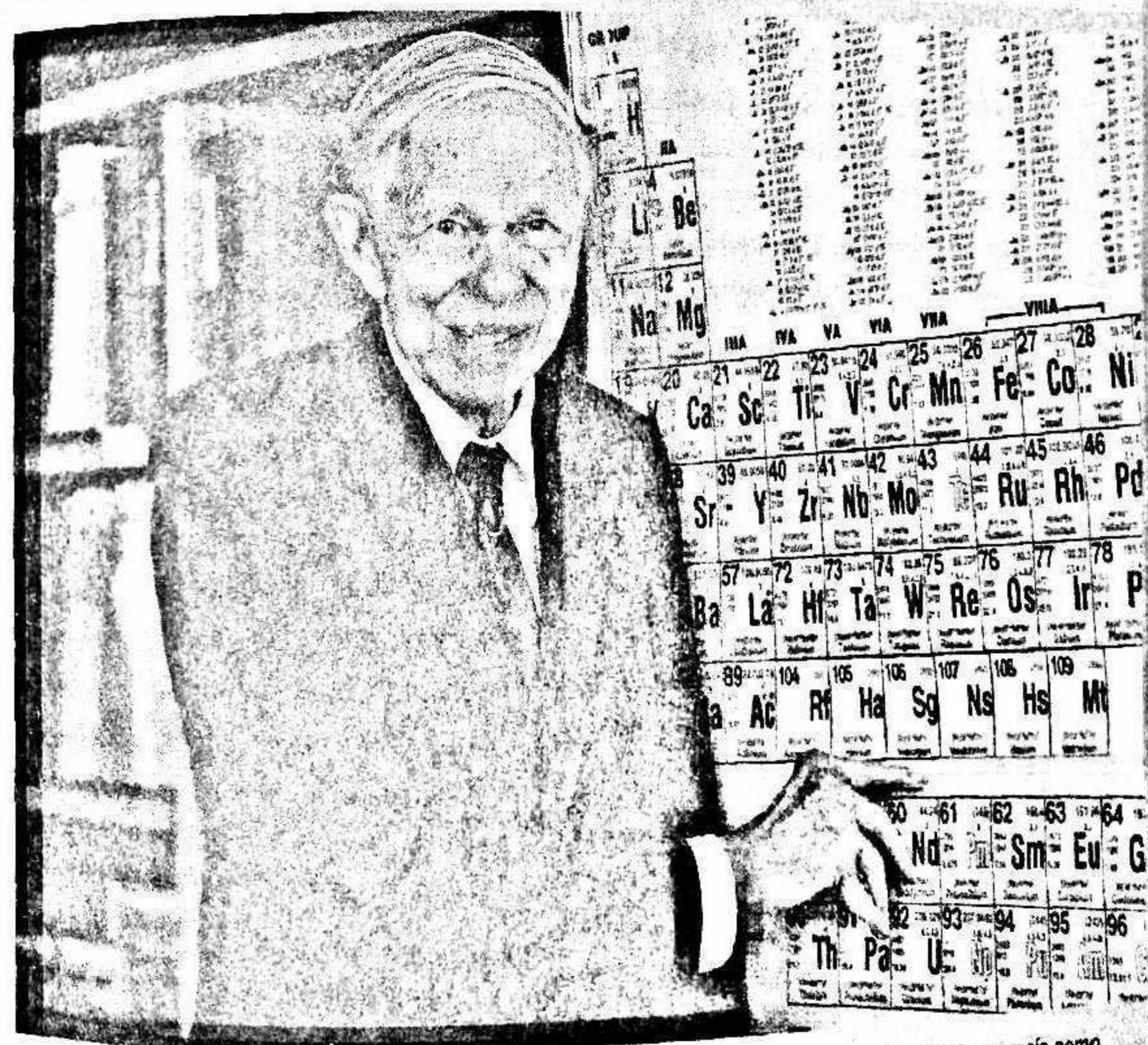
Disputas de larga duración

La caída del telón de acero condujo a un mayor acercamiento entre los dos grupos. Estadounidenses y rusos, con la intermediación de la Unión Internacional de Química Pura y Aplicada (IUPAC), limaron asperezas para establecer un consenso sobre qué equipo había sido el primero en presentar evidencias de la existencia de cada elemento (o bien si la responsabilidad era compartida). Sin embargo, la disputa sobre los nombres continuó y la propuesta de la correspondiente comisión de la IUPAC de 1994 para los elementos 104 a 109 no sirvió para calmar los ánimos. Al contrario: los científicos del GSI alemán, descubridores de los elementos 107 a 109, dejaron patente que no les convencía que el 108 fuera nombrado hahnio, una propuesta de los norteamericanos para el elemento 105. La controversia terminó en 1997 con una nueva propuesta de la IUPAC para nombrar los elementos 104 a 109. La resolución no contentó a todo el mundo, pero es la que ahora utilizamos. Kurchatov y Hahn se quedaron sin elemento, y el nielsbohrio pasó a ser el bohrio, pero sí se mantuvo seaborgio para el 106 (Seaborg murió dos años después). Los nombres de los elementos por encima del 109 se han elegido sin polémica.

Cómo se nombran los nuevos elementos hoy en día

Cuando se presentan resultados sobre la existencia de núcleos de un nuevo elemento, un grupo de trabajo compuesto por expertos de la IUPAC y la IUPAP (el organismo científico equivalente en Física Aplicada) verifica el descubrimiento. Hasta que el elemento tenga un nombre oficial, se

le asigna un nombre y un símbolo temporales siguiendo el procedimiento publicado por la IUPAC en 1979 para los elementos por encima del fermio. El nombre se deriva del número atómico (en castellano, acabado en -io), usando las raíces nil (0), un (1), bi (2), tri (3), quad (4), pent (5), hex (6), sept (7), oct (8) y enn (9). Como cada raíz comienza con una letra distinta, el símbolo temporal se forma con las tres iniciales correspondientes. Así, el nombre temporal del elemento 118 era unnoctio (Uuo), mientras que el que espera al 121 (sin descubrir, sería el primero del nuevo grupo de superactínidos) es el unbiunio (Ubu). Cuando se reconoce la prioridad del equipo correspondiente, se le invita a proponer un nombre y un símbolo para el nuevo elemento. La elección puede ser un concepto mitológico (incluyendo un objeto astronómico), un mineral, un lugar o una región, una propiedad del elemento o un científico. La división de Química Inorgánica de la IUPAC, tras comprobar su consistencia y facilidad de traducción en otras lenguas, acepta la propuesta y la expone en revisión pública durante cinco meses, tras lo cual el consejo de la IUPAC toma la decisión final. El nuevo nombre, junto a su símbolo, se añade a la tabla periódica de los elementos.



Seaborg señala en la tabla periódica el elemento que lleva su nombre. El elemento 105 todavía aparecía como hahnio (Ha).

La química teórica es un tema peculiar. Se basa en una ecuación que casi nunca puede ser resuelta.

WILLIAM FOWLER

cleos de cromo-54 y bismuto-209. Para lograr estos descubrimientos, tan importante fue disponer en el GSI de un acelerador lineal de iones como de técnicas refinadas para el análisis de los productos de las reacciones de fusión nuclear. Entre 1994 y 1996, el centro alemán GSI fue de nuevo el laboratorio protagonista de la síntesis de los elementos 110 a 112 tras la construcción de un nuevo sistema de aceleración. Los nuevos núcleos superpesados presentaban una combinación de protones y neutrones cercana a la predicha *isla de estabilidad*, pero todavía eran demasiado pobres en neutrones.

Entrado ya el siglo XXI, la colaboración entre grupos estadounidenses (los laboratorios nacionales de Livermore y Oak Ridge) y rusos (en Dubna) ha dado lugar al descubrimiento del resto de elementos hasta el 118, aunque la prioridad de la observación del 113 se ha asignado al laboratorio japonés RIKEN. Su hallazgo no ha seguido el mismo orden que su número atómico, debido a que, como ya hemos dicho anteriormente, los núcleos con un número impar de protones suelen ser más inestables que los que tienen un número par. En general, la producción se ha conseguido bombardeando núcleos de actínidos con un flujo muy intenso de iones de calcio-48. El núcleo de este isótopo poco común del calcio es doblemente mágico (20 protones y 28 neutrones), por lo que es muy estable a pesar de ser muy rico en neutrones. Su uso como proyectil permite la síntesis de núcleos superpesados con más neutrones, y por tanto más cercanos a la zona esperada de estabilidad.

La IUPAC confirmó el descubrimiento de los últimos cuatro elementos a principios de 2016. Los nombres correspondientes, elegidos a partir de las propuestas de los equipos responsables, fueron oficiales a finales de ese año. A expensas de una traducción oficial, los nuevos elementos son los siguientes: nihonio ($Z=113$), moscovio ($Z=115$), téneso ($Z=117$) y oganesón ($Z=118$). En este último caso, por segunda vez en la historia se nombra un elemento químico en honor de un científico, Yuri

Oganessian, que todavía está vivo. El oganesón completa la séptima fila de la tabla periódica, pero se espera que en un futuro cercano se sumen nuevos elementos. Especialmente interesante será sintetizar núcleos en el centro de la esperada isla de estabilidad, pero por el momento los núcleos más pesados conocidos, con casi 300 nucleones, todavía son demasiado pobres en neutrones.

Conocer mejor los límites de la estabilidad nuclear nos permitirá avanzar en nuestra comprensión de las interacciones y fuerzas nucleares, y podrá ser aplicable a situaciones donde la materia se halla en unas condiciones límites de densidad, como sucede en una estrella de neutrones.

LA ESQUIVA ANTIMATERIA Y SUS ANTINÚCLEOS

Los grandes avances realizados en el último siglo sobre el origen de los elementos químicos y, en particular, sobre la física nuclear, contrastan con los pocos y modestos pasos dados por los científicos en la observación de la antimateria. Este nombre nos puede inducir a pensar en algo misterioso y extraño, pero en realidad conocemos muchísimo mejor la antimateria que los ingredientes que dominan el universo: la materia y la energía oscuras.

La posible presencia de una materia negativa u opuesta a la ordinaria ya había surgido en ciertas teorías anteriores, pero parece que la primera persona en utilizar el término antimateria fue el físico británico Arthur Schuster, en dos cartas publicadas en *Nature* en 1898. Schuster imaginó la existencia de antiátomos y de otros sistemas solares compuestos por antimateria, pero indistinguibles del nuestro. Aunque sus ideas eran especulativas, sí previó una característica crucial: al encontrarse, materia y antimateria se aniquilarían mutuamente dando lugar a una gran cantidad de energía.

El concepto moderno de la antimateria nació treinta años más tarde, cuando el físico teórico inglés Paul Dirac (1902-1984) propuso una ecuación para los electrones que era consistente tanto

con la teoría de la relatividad especial como con la mecánica cuántica. Partiendo de este trabajo, Dirac concluyó poco después que necesariamente debería existir una partícula elemental muy parecida al electrón, con igual masa y el mismo valor absoluto de su carga eléctrica. Sin embargo, la nueva partícula tendría carga positiva y sería, por tanto, idéntica a la del protón. En 1932, el físico estadounidense Carl D. Anderson (premiado con el Nobel de Física de 1936) fue el primero en publicar evidencias de la existencia de estos electrones positivos, a través de fotografías de las trazas que la radiación cósmica dejaba en una cámara de niebla. La nueva partícula, bautizada como *positrón* (a partir del inglés *positive electron*), era una realidad. De hecho, al describir las desintegraciones nucleares vimos cómo el positrón era una de las partículas que surgen en un proceso de tipo beta positivo.

El positrón o antielectrón (con símbolo e^+ o \bar{e}) fue el primer constituyente descubierto de la antimateria, es decir, la primera antipartícula. Pero no es la única, porque cada partícula de la materia tiene su propia antipartícula, que posee idéntica masa y siente la gravedad de igual manera. Entre otras propiedades, si un tipo de partícula es inestable su antipartícula también lo es y presenta la misma vida media. En general, las antipartículas se denotan añadiendo el prefijo «anti» al nombre de la partícula correspondiente (el positrón es un caso especial), mientras que comparten su símbolo pero incluyendo una barra superior. Por ejemplo, un antiquark es la antipartícula de un quark y en el caso del antiquark arriba su símbolo es \bar{u} . También las partículas compuestas o las combinaciones de partículas como los núcleos atómicos tienen su *alter ego* de antimateria. Así sucede con los nucleones: un antiprotón y un antineutrón están formados, cada uno, por una combinación de tres antiquarks ($\bar{u}\bar{u}\bar{d}$ y $\bar{u}\bar{d}\bar{d}$, respectivamente).

No es fácil encontrar antimateria en nuestro entorno. En todos los casos, cuando partícula y antipartícula colisionan se aniquilan produciendo energía pura, en forma de radiación electromagnética. En concreto, se emiten rayos gamma (que recordemos, son fotones de alta energía) con una energía total que

corresponde a la masa del par partícula-antipartícula. Es decir, de acuerdo a la ecuación de Einstein, los fotones surgen con una energía $E_\gamma = 2mc^2$, siendo m la masa de la partícula o de la antipartícula. El proceso contrario también es posible: la producción simultánea de un par partícula-antipartícula cuando existe suficiente energía disponible. La antimateria puede aparecer, por tanto, como producto de las colisiones entre partículas a altas energías.

Una de las opciones en la naturaleza corresponde a las interacciones de los rayos cósmicos en la atmósfera terrestre, que dan lugar a lluvias de partículas secundarias, entre las cuales existen antipartículas. Como hemos visto, el positrón se descubrió mediante la detección de la radiación cósmica. Por otra parte, materia y antimateria coexistieron durante una diminuta fracción del primer segundo del universo, cuando era extremadamente denso y caliente. Ambas se producían y aniquilaban, hasta que unos 10^{-10} segundos tras el Big Bang se formó una pequeña asimetría entre materia y antimateria, sobre cuya causa todavía no tenemos una explicación completamente convincente. El exceso de materia que quedó tras la correspondiente aniquilación dio lugar a la que se encuentra en el cosmos actual.

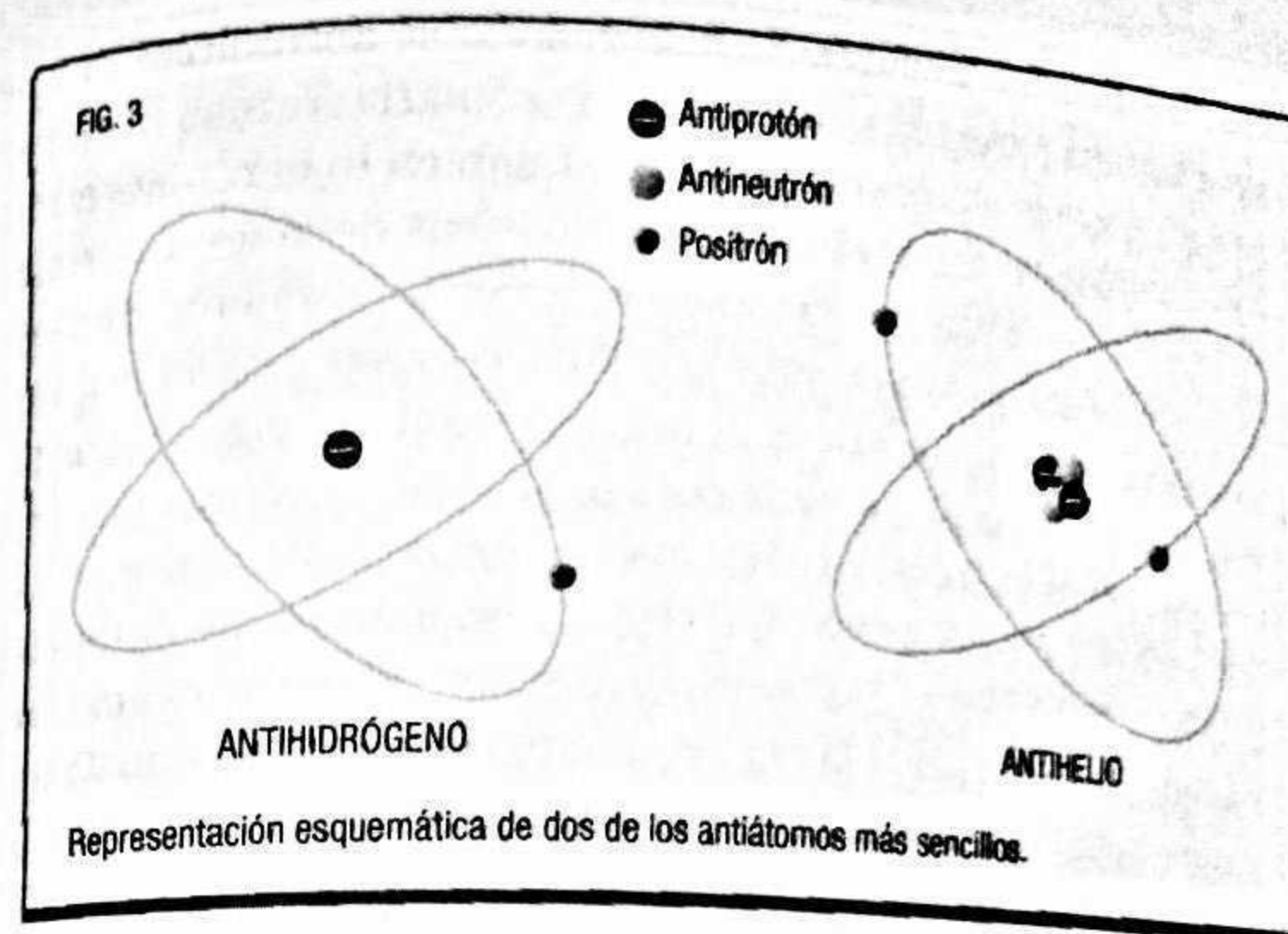
Las antipartículas también pueden crearse en los choques de partículas aceleradas artificialmente, gracias a las técnicas desarrolladas a partir de la década de 1930. La segunda antipartícula descubierta fue el antiprotón, identificada en 1955 por un equipo de investigadores de Berkeley tras la puesta en marcha del acelerador Bevatron. Entre ellos se encontraban Owen Chamberlain y Emilio Segrè, quienes recibieron el premio Nobel de Física de 1959 por el hallazgo de esta nueva partícula, observada con carga eléctrica negativa tal y como estaba previsto. Menos de un año después, un grupo de cuatro investigadores publicó el descubrimiento del antineutrón, valiéndose de nuevo del Bevatron de Berkeley. A partir de ese momento, se supo que cada una de las partículas que constituyen los átomos (electrones, protones y neutrones) tenía su propia antipartícula.

La teoría predice que materia y antimateria son iguales, pero con cargas opuestas. Para comprobarla, debemos averiguar cómo

mo se comportan las antipartículas cuando se aproximan lo suficiente. Si las partículas de la materia ordinaria forman átomos de los diferentes elementos químicos, también lo harán las antipartículas, dando lugar a las unidades básicas de la antimateria: los antiátomos. En la figura 3 podemos ver un esquema de dos de los posibles antiátomos más sencillos, correspondientes a los dos primeros elementos de la antimateria: antihidrógeno y antihelio. Ambos están constituidos por un núcleo con carga eléctrica negativa y una nube de partículas positivas.

El paso siguiente en el estudio de la antimateria fue comprobar si antiprotones y antineutrones podían unirse para formar antinúcleos. El más sencillo sería el antideuterón (\bar{d}), constituido por dos de estas antipartículas (un antiprotón y un antineutrón) e imagen especular del núcleo de un átomo de deuterio. Su existencia quedó demostrada en 1965 por dos equipos de investigación, valiéndose de sendos aceleradores de tipo sincrotrón. El primer grupo realizó las medidas en el CERN de Ginebra, mientras el segundo lo hizo en el Laboratorio Nacional de Brookhaven, situado en el estado de Nueva York. Las primeras observaciones de un antinúcleo formado por tres antipartículas, el de antihelio-3 (${}^3\bar{\text{He}}$), se realizaron poco después en el Instituto de Física de Altas Energías, una institución soviética cercana a Moscú, cuando se inauguraba la década de 1970.

Para producir antinúcleos más pesados, en cambio, fue necesario disponer de nuevos avances, tanto en la tecnología de aceleradores como en la de detección, que no llegaron hasta nuestro siglo. En 2011, los científicos del experimento STAR observaron otro estado de la antimateria por vez primera: el núcleo de antihelio-4 o antipartícula alfa (${}^4\bar{\text{He}}$). Su medida fue posible gracias a las colisiones de núcleos de oro, acelerados en el Colisionador de Iones Pesados Relativistas (RHIC) del Laboratorio Nacional de Brookhaven. Los choques a alta energía produjeron un plasma que contenía quarks y antiquarks en cantidades aproximadamente iguales, un estado que también debió de existir en los primeros microsegundos del universo. Al enfriarse, el plasma dio lugar a protones, neutrones y sus correspondientes antipartículas, algunas de las cuales formaron núcleos de ${}^4\bar{\text{He}}$. La produc-



ción del siguiente núcleo estable de antimateria, el de antilitio-6, está todavía fuera del alcance de la tecnología actual.

Los resultados de la colaboración STAR, junto a cálculos teóricos, permiten predecir que la creación de núcleos de antihelio-4 de manera natural es extremadamente rara. De todas formas, se siguen buscando señales de la presencia de antinúcleos en la radiación cósmica, que sí se ha confirmado para positrones y antiprotones. Por ejemplo, las medidas se han realizado con detectores elevados a gran altitud por globos meteorológicos, como en el caso del programa BESS (*Balloon-borne Experiment with Superconducting Spectrometer*) de la NASA. Por otra parte, en 2011 se instaló el Espectrómetro Magnético Alpha (AMS) en la Estación Espacial Internacional. El AMS es un detector de partículas, adaptado a las condiciones del espacio, que puede medir la masa, la carga eléctrica y la energía de las partículas y los núcleos que componen la radiación cósmica. La lista de sus objetivos incluye la búsqueda de antimateria en todas sus formas posibles, y en particular los antinúcleos.

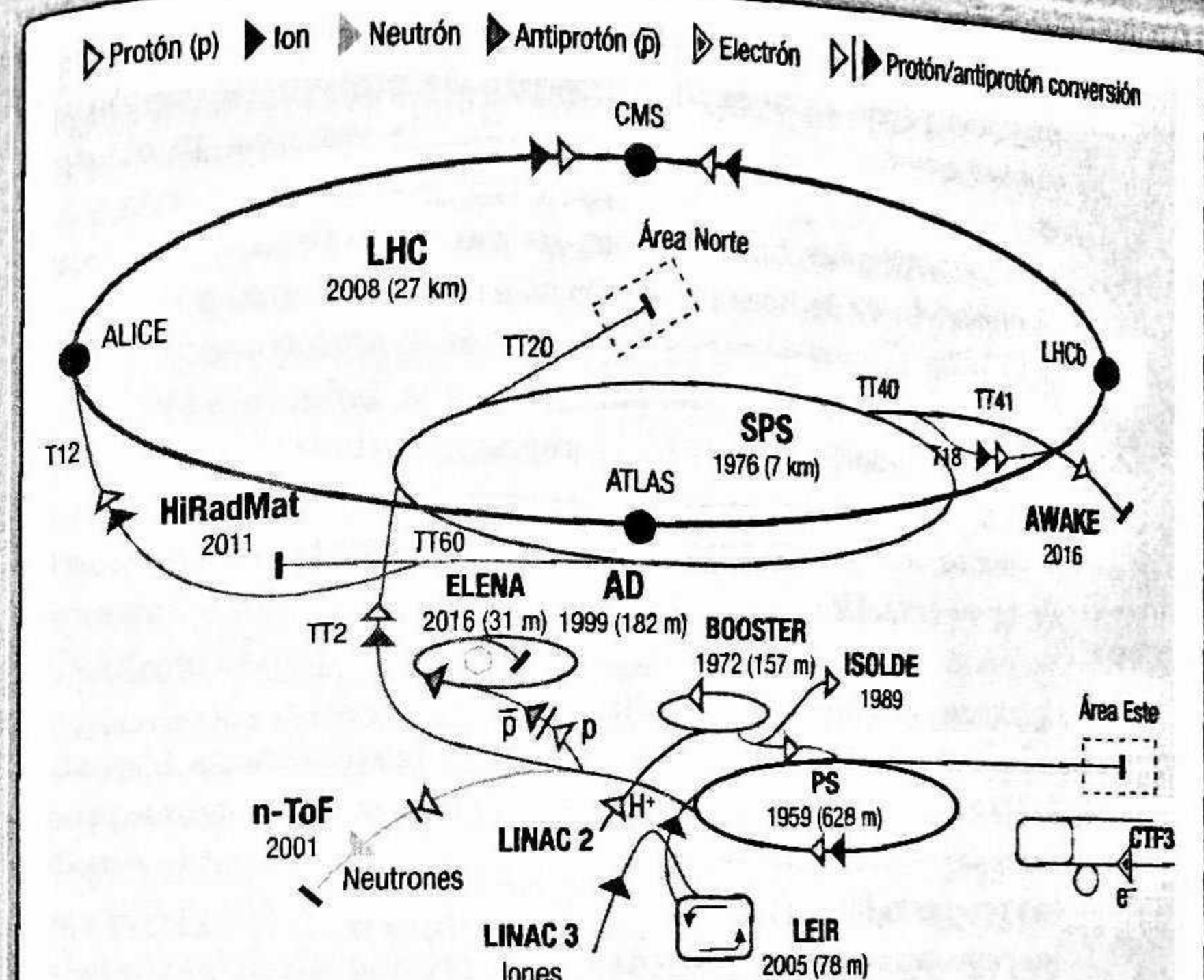
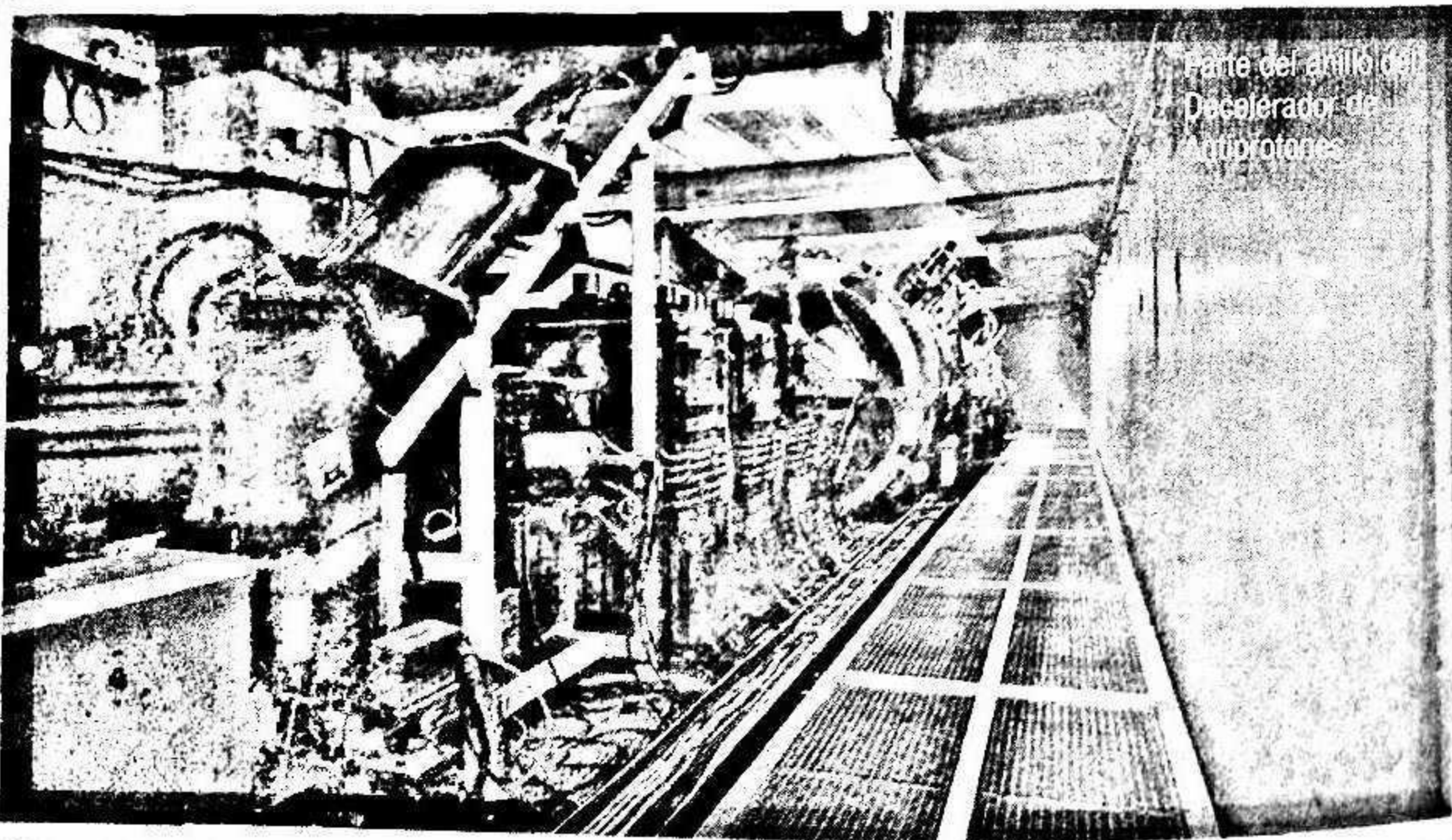
Demostrada la existencia de antinúcleos, faltaba averiguar si podían formarse los átomos de antimateria, comenzando por el más sencillo: el antihidrógeno. La comprobación experimental se llevó a cabo en el CERN en 1995, utilizando el Anillo de An-

EL DECELERADOR DE ANTIPROTONES DEL CERN

La Organización Europea para la Investigación Nuclear (CERN), fundada en 1954, es uno de los centros científicos más importantes del mundo y un modelo de cooperación internacional entre sus 22 estados miembros y otros muchos países con estatus de asociado u observador. Situado cerca de Ginebra (Suiza) y muy próximo a la frontera francesa, el CERN actual tiene como misión el estudio de los constituyentes elementales de la materia y las fuerzas que los relacionan. Para ello se observan los resultados de las colisiones de partículas a altas energías, a través de un conjunto de aceleradores y detectores. En este centro se halla el que a día de hoy es el acelerador más potente del mundo: el Gran Colisionador Hadrónico (LHC), un anillo de 27 km situado bajo tierra donde protones de alta energía se hacen chocar en los cuatro puntos donde se han instalado gigantesos detectores.

Frenar antiprotones para estudiar la antimateria

Al contrario que el LHC y el resto de aceleradores del complejo (véase la figura), el objetivo de uno de los instrumentos del CERN es el de frenar cierto tipo de partículas, en lugar de aumentar su energía. Se trata del Decelerador de Antiprotones (AD), instalado en 1999 para proporcionar las partículas necesarias para varios estudios sobre la antimateria. El proceso comienza cuando otro de los aceleradores del CERN, el Síncrotrón de Protones (PS), envía protones a altas velocidades contra un bloque de metal. La energía disponible da lugar a muchas partículas, entre ellas a la creación de un par protón-antiprotón por cada millón de colisiones, aproximadamente. Los antiprotones producidos se mueven a una velocidad muy cercana a la de la luz, en direcciones aleatorias y con distintas energías. La misión del Decelerador de Antiprotones es «domar» estas antipartículas, atenuando su energía. El AD es un anillo de unos 180 m, cuyos



Esquema del conjunto de aceleradores y detectores del CERN. El Decelerador de Antiprotones (AD) puede verse, junto al futuro ELENA, debajo del anillo principal del LHC.

imanes mantienen la trayectoria del haz incidente de antiprotones mientras un intenso campo eléctrico los frena. El proceso se complica cuanto menor sea la energía de estas antipartículas. El ciclo de deceleración dura más o menos un minuto, tras el cual los antiprotones «solo» viajan a un 10% de la velocidad de la luz.

Antipartículas sometidas a escrutinio

Los antiprotones que proporciona el AD son utilizados por varios experimentos, en el marco del programa del CERN para el estudio de la antimateria. Además del análisis del antihidrógeno, sus metas incluyen la medida de ciertas propiedades del antiprotón y de la interacción gravitatoria entre materia y antimateria. En 2017 entrará en funcionamiento otro anillo de deceleración en el CERN, llamado ELENA. Acoplado al AD y de tan solo 30 m de longitud, el nuevo decelerador reducirá 50 veces más la energía de los antiprotones y permitirá que los experimentos los «atrapen» de manera más eficiente.

tiprotones de Baja Energía (LEAR), que frenaba y almacenaba las antipartículas creadas en los choques de protones de alta energía provenientes de otro acelerador. El haz de antiprotones se hacía pasar a través de un chorro de átomos de xenón. En ciertas ocasiones un positrón, creado a la vez que un electrón en una de las colisiones, era capturado por un antiprotón y ambas antipartículas formaban un átomo de antihidrógeno como el mostrado en la figura 3. Su existencia era fugaz, ya que solo unas billonésimas de segundo más tarde el antiátomo terminaba su viaje tras recorrer unos cuantos metros, aniquilándose con la materia ordinaria y originando una señal que podía detectarse. Tras tres meses de operación, se observaron nueve átomos de antihidrógeno, un número exiguo pero suficiente para demostrar su existencia. Unos años más tarde, un experimento similar en el Fermilab de Chicago corroboró los resultados con la producción de varias decenas de antiátomos.

La confirmación de que positrones y antiprotones formaban antihidrógeno fue muy importante, pero los antiátomos producidos tenían una velocidad demasiado alta para poder estudiar sus propiedades con detalle. En particular, la teoría predice que los espectros de los átomos de hidrógeno y antihidrógeno deben ser idénticos. La medida en el segundo caso solo sería posible si, tras su creación, los antiátomos pueden ralentizarse y enfriarse a una temperatura por debajo de 1 K ($-273,15^{\circ}\text{C}$). Ese es uno de los objetivos del programa del CERN para el estudio de la antimateria, iniciado en 1999 con la instalación del Decelerador de Antiprotones (AD, por sus siglas en inglés).

Desde el año 2000, la obtención de los átomos de antihidrógeno se produce artificialmente a partir de sus dos ingredientes: antiprotones y positrones. Los segundos son relativamente fáciles de conseguir, ya que existen numerosos isótopos radiactivos que emiten positrones a través de desintegraciones de tipo beta positivo. En el CERN, por ejemplo, la fuente de positrones es el sodio-22. Los antiprotones, en cambio, se crean en colisiones de partículas de alta energía y después se frenan en el Decelerador, que proporciona los haces de antiprotones a una serie de experimentos. En algunos de ellos, positrones y antiprotones se

atrapan en condiciones de alto vacío mediante «trampas» magnéticas y eléctricas. Modificando los correspondientes campos, las antipartículas se reúnen en una región de mezclado, donde es posible la formación de antihidrógeno. Una vez creados y siendo eléctricamente neutros, los antiátomos escapan de la trampa y se aniquilan al toparse con las paredes del instrumento, por lo que su velocidad es el factor que más afecta a su detección.

Dos de los experimentos del CERN, ATHENA y ATRAP, demostraron en 2002 que era posible la creación de miles de átomos de antimateria «fría», aunque todavía a una temperatura demasiado elevada para medir con precisión sus características. Gracias a sucesivos avances tecnológicos, en los últimos años se ha podido ralentizar aún más los antiátomos. De nuevo en el CERN, los científicos del experimento internacional ALPHA anunciaron en 2011 que habían conseguido atrapar átomos de antihidrógeno durante un millar de segundos (algo más de dieciséis minutos), un tiempo suficiente como para poder iniciar la medida de sus propiedades.

Hoy en día, varios grupos experimentales se esfuerzan por detectar las líneas espectrales del antihidrógeno «ultrafrío», para después compararlas con las del hidrógeno bajo las mismas condiciones. Al mismo tiempo, la medida de la interacción gravitatoria entre materia y antimateria es el objetivo de otro experimento del CERN. La meta es averiguar si materia y antimateria se comportan exactamente del mismo modo. Cualquier sutil diferencia podría ayudarnos a explicar por qué en el universo únicamente aparece la materia.

Con esta breve descripción de los últimos avances científicos sobre las antipartículas y los antiátomos terminamos nuestro viaje. El repaso de los principales procesos de formación de la materia nos ha llevado desde los primeros instantes del universo hasta el interior de varios tipos de estrellas, desde las más modestas, como nuestro Sol, hasta los grandes astros que acaban su vida con una explosión de supernova. Hemos visto cómo la tabla periódica ha ido incorporando nuevos elementos, tanto los que existen en la naturaleza como los más pesados, observados solo en los laboratorios. Sin embargo, aún no hemos cerrado por

completo el capítulo de la nucleosíntesis, uno de los más interesantes de la ciencia. Hay todavía margen para comprender mejor el origen de los elementos, los ladrillos que forman todo lo que nos rodea.

LECTURAS RECOMENDADAS

- CASAS, A., *El lado oscuro del universo*, Madrid, CSIC/Los Libros de la Catarata, 2010.
- FERNÁNDEZ-VIDAL, S. Y MIRALLES, F., *Desayuno con partículas*, Barcelona, Plaza & Janés, 2013.
- FERRER, A., *Física nuclear y de partículas*, Valencia, Publicaciones de la Universidad de Valencia, 2015.
- GALADÍ-ENRÍQUEZ, D., *La evolución estelar. Nuestro origen en las estrellas*, Barcelona, RBA, 2016.
- GRAY, T., *Los Elementos*, Barcelona, Vox/Bibliograf, 2013.
- HERRADÓN, B., *Los avances de la química*, Madrid, CSIC/Los Libros de la Catarata, 2011.
- PÉREZ, J., *La alquimia*, Madrid, CSIC/Los Libros de la Catarata, 2016.
- SCERRI, E., *La tabla periódica. Una breve introducción*, Madrid, Alianza Editorial, 2013.

actínido 19, 29, 133, 136, 137,
139, 140
Alpher, Ralph 72, 73
alquimia 20, 125
antiátomo 12, 141, 144, 145, 148,
149
antimateria 12, 42, 79, 125, 141-
149
antiprotón 142-148
asimetría bariónica 78, 79
átomo 7, 9, 12, 15, 16, 22-26, 28,
30, 39-44, 46, 52, 59, 66-68, 72,
74, 76, 130, 143-145, 148, 149
Becquerel, Henri 24, 25, 50, 54
Bethe, Hans 72, 92
Big Bang 10, 61, 65-68, 74, 75, 77,
85, 143 (*véase también* Gran
Explosión)
cadena protón-protón (pp) 90,
92-95

captura de neutrones 73, 84, 103,
106, 110, 112-120, 122, 135
carbono 7, 11, 15, 18, 19, 30, 32,
33, 43, 44, 46, 48, 51, 57, 81, 83,
94-100, 103, 105-107, 110, 118,
121, 137
carta de los núcleos 47-50, 71,
113-116, 129, 130
CERN 69, 144-149
ciclo CNO 90, 92, 94-96, 118
Curie, Marie 25, 50, 54-56, 134
Curie, Pierre 25, 50, 54, 55,
134
Dalton, John 7, 22
Decelerador de Antiprotones
146-148
desintegración
alfa 50-53
beta 50-53, 115, 116, 122, 133,
135, 148
gamma 51-53, 59, 100

deuterio 43, 72, 74-76, 78, 92, 93, 144
 diagrama H-R 85-87, 97, 98, 100, 101
 Dirac, Paul 141, 142
 efecto túnel 90, 91
 Einstein, Albert 10, 44, 46, 65, 134, 143
 elemento
 químico 7-9, 15, 17, 22, 26, 28, 30, 35, 37, 42, 113, 140
 radiactivo 9, 57, 128, 135, 136
 sintético 128, 138
 superpesado 12, 17, 125, 130-132, 138, 140
 transuránico 128, 130, 132-134
 enana blanca 11, 97, 101, 105, 121
 energía
 de ligadura 44, 45, 50, 59, 74, 113, 130
 oscura 68, 69, 80, 121, 141
 equilibrio
 térmico 70
 nuclear estadístico 110
 espectro 30, 34, 67, 85, 148
 estaño 15, 18, 19, 43
 estrella de neutrones 120, 122, 141
 evolución estelar 11, 76, 87, 103, 107, 112, 117, 118
 expansión (cósmica/del universo) 10, 64-70, 72, 75, 80, 97, 121
 fermi (unidad) 40, 63
 Fermi, Enrico 40, 132-135
 fisión
 espontánea 51-53, 130, 131
 nuclear 45, 56, 59, 133

fondo cósmico de microondas (FCM) 67, 68, 76, 77, 79
 fotodesintegración 74, 107, 110, 111, 120, 122
 fotón 51, 66, 67, 70, 74, 78, 90, 92-95, 100, 107, 113, 122, 142, 143
 fotosfera 85, 94
 Fowler, William 112, 140
 fusión
 en capa 96, 98
 nuclear 10, 45, 58, 64, 81, 84, 87, 89, 91, 101, 120, 135, 140
 Gamow, George 72, 73
 gas noble 18, 30, 40
 gigante roja 11, 97, 98, 100
 Gran Explosión (Big Bang) 10, 61, 65-68, 73-75, 77, 85, 143
 helio 9-11, 19, 34, 43, 51, 64, 67, 72-78, 80, 83-85, 87, 89, 90, 92-98, 100, 105-107, 110-112, 117-119, 122, 123, 127, 144, 145
 hidrógeno 8-11, 16, 17, 19, 22, 24, 30, 32-34, 39, 43, 44, 59, 64, 67, 72-77, 81, 83-85, 87, 89, 90, 92, 94, 96-98, 100, 101, 105, 106, 110, 112, 118, 119, 122, 123, 127, 135, 148, 149
 hierro 9, 11, 15, 19, 21, 30, 32, 34, 42, 45, 50, 103, 106, 110, 111, 113, 119, 120, 127
 Hoyle, Fred 100, 112
 isla de estabilidad 130, 131, 140, 141
 isótopo 35, 42-50, 53, 57, 64, 70, 71, 73-76, 78, 83, 92, 96, 100, 106, 110, 114-116, 119, 122, 127-129, 131, 132, 135-137, 140, 148

IUPAC 17, 134, 137-139, 140
 litio 10, 19, 34, 64, 75, 77, 78, 83, 92, 93, 145
 luminosidad 85-88, 96-98, 101, 121
 materia
 ordinaria 68, 73, 77-79, 105, 144, 148
 oscura 68, 69, 79
 medio interestelar 11, 76, 83
 Mendeléiev, Dimitri I. 19, 22-24, 29, 39, 134
 metales 15, 17, 18, 20, 29, 32, 76, 77, 89, 94, 109, 112
 nobles 7, 15
 modelo
 de capas 58, 59, 131
 de la gota líquida 59
 Moseley, Henry 28
 neón 18, 19, 106, 107, 137
 neutrino 41, 42, 51, 52, 56, 66, 67, 70, 72, 90, 92-95, 120
 nucleido 42, 46, 47, 49, 50, 52, 89, 114, 115, 129, 130
 núcleo
 atómico 8, 25, 26, 28, 37, 42, 43, 46, 50, 52, 58, 63
 doblemente mágico 59, 131, 140
 estable 43, 47, 48, 53, 145
 inestable 56, 115, 116
 nucleón 40-46, 48, 50, 52, 53, 56, 58, 59, 63, 70, 73-75, 78, 107, 113, 117, 119, 122, 130, 137, 141, 142
 nucleosíntesis
 estelar 106, 107, 122, 130, 135

primordial 10, 61, 64, 66, 67, 71, 72, 74, 75, 77-80, 83, 119
 número
 atómico 8, 18, 19, 26, 28, 31, 34, 40, 42, 43, 46-48, 72, 83, 113, 119, 125, 127, 132, 133, 138-140
 mágico 59, 117, 131, 140
 máscico 42, 45, 56, 110, 113, 115, 117, 119
 Oganessian, Yuri 134, 137, 141
 oxígeno 8, 9, 15, 19, 22, 30, 32, 43, 94-96, 98-100, 105-107, 110, 112, 119, 127, 130, 132
 pico del hierro 110
 plomo 11, 15, 18, 19, 21, 30, 34, 43, 46, 48, 53, 113, 117, 119, 129, 131, 137
 positrón 42, 51, 52, 70, 90, 92-95, 142, 143, 145, 148
 proceso
 p 119, 122
 r 114, 116-119
 s 114-119
 triple-alfa 98, 100
 quark 21, 41, 42, 66, 79, 142, 144
 rama asintótica gigante 101, 118
 Rutherford, Ernest 25, 39, 50, 132, 134, 138
 Seaborg, Glenn 133, 134, 138, 139
 silicio 9, 19, 31, 32, 106, 107, 110, 111, 113, 127
 sistema solar 31, 32, 34, 87, 88, 112, 122, 127
 Sol 11, 23, 64, 85-90, 92-97, 100, 101, 105, 106, 112, 120, 149

supernova 11, 118, 120-122, 149

tabla periódica 8, 11, 13, 17, 19,
20, 22-24, 26, 28, 29, 31, 39, 40,
46, 83, 133, 136, 138, 139, 141,
149

Thomson, Joseph J. 24, 25

torio 19, 51, 117, 127, 131

tritio 43, 74, 75

uranio 9, 12, 16, 19, 24, 25, 39, 45,
47, 51, 53, 54, 56-58, 83, 112,
117, 118, 125, 127-129, 131-133,
135

valle de la estabilidad 49, 52, 116

Vía Láctea 64, 76, 77, 84

vida media 47, 49, 71, 114, 116,
117, 127, 128, 142